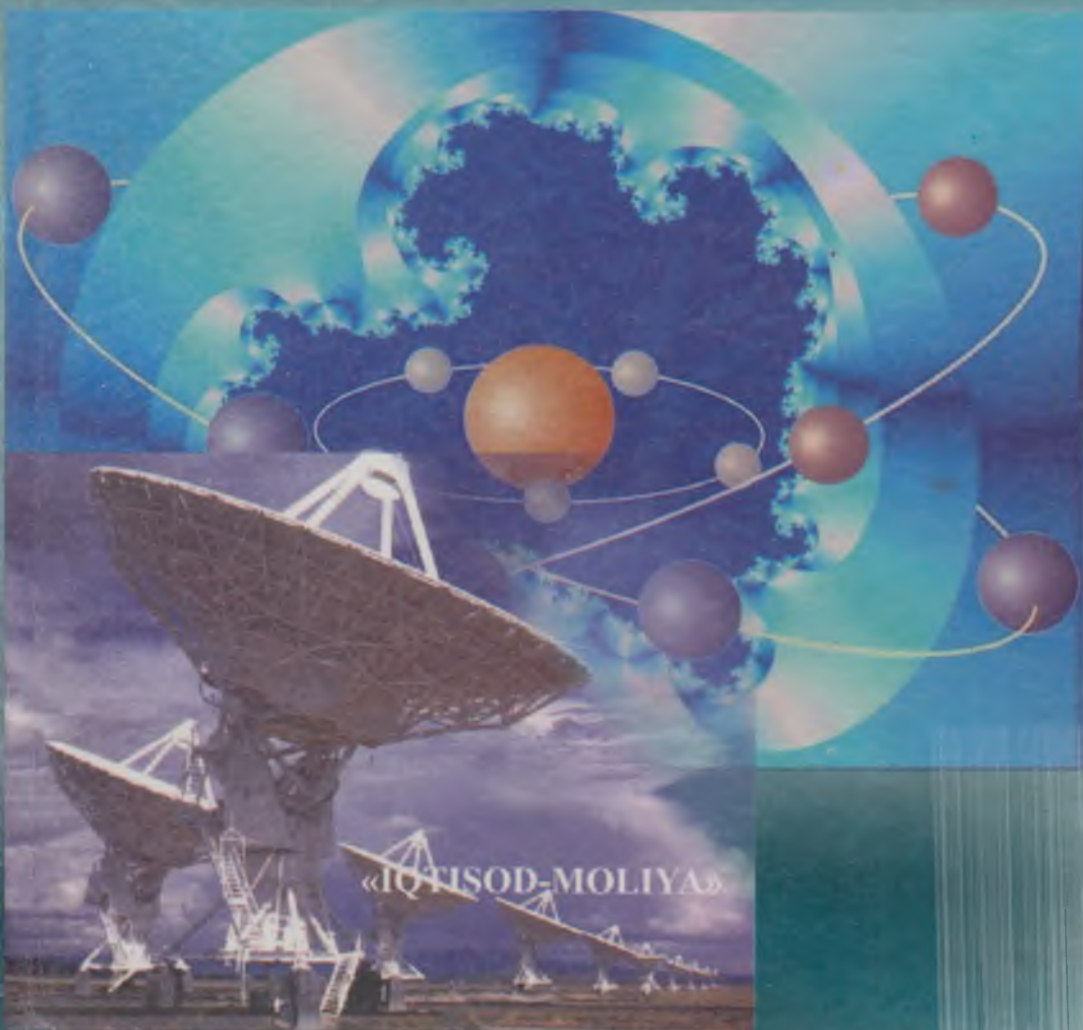


I. SATTOROV

ASTROFIZIKA



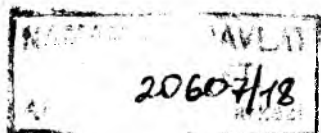
**O'ZBEKISTON RESPUBLIKASI OLIY VA O'RTA MAXSUS
TA'LIM VAZIRLIGI**

I. Sattorov

ASTROFIZIKA

I QISM

O'zbekiston Respublikasi oliy va o'рта maxsus ta'lim
vazirligining «fizika-astronomiya» bakalavriat
yo'nalishi talabalari uchun darslik
sifatida tavsiya etilgan



Toshkent-2009

Taqrizchilar: **Mirzayev A.T.** - O‘zMU Astronomiya kafedrası dotsenti, f-m.f.n.;
Mamadzimov M. - p.f.d., professor;
Nuritdinov S.N. - O‘zMU Astronomiya kafedrası mudiri, f-m.f.d., professor

Sattorov I.

S33 Astrofizika. Oliy o‘quv yurtlari talabalari uchun darslik. O‘zbekiston Respublikasi oliy va o‘rta maxsus ta‘lim vazirligi. – T.: «Ta‘lim nashriyoti», «Iqtisod-moliya». 2009. -284 b.

Ushbu darslik universitetlar va pedagogika institutlari «fizika-astronomiya» bakalavriat yo‘nalishi talabalari uchun mo‘ljallangan «Astrofizika» kursining birinchi qismi bo‘lib, u yettita bobga bo‘lingan va ularda hozirgi zamon astrofizik teleskoplarining turlari va ularni qo‘llashdan maqsad, shuningdek, astrofizik tekshirish usullari bayon etilgan. Birinchi bobda astrofizikada qo‘llaniladigan fizik fotometrik va spektral tahlil tushunchalari, ular bilan shunday astronomik tushunchalar orasidagi bog‘lanishlar keltirilgan. Ikkinchi va uchinchi boblar teleskoplariga va ularga o‘rnatiladigan yordamchi astrofizik tekshirish vositalariga bag‘ishlangan. To‘rtinchi bobda astrofizikada qo‘llaniladigan nurlanish priyomniklarining (qayd qiluvchilarning) asosiy ko‘rsatkichlari va ishlash prinsiplari bayon etilgan. Beshinchi va oltinchi boblar astrofizik tekshirish turlari va osmon yoritqichlarining fizik ko‘rsatkichlarini o‘lchash va aniqlash masalalariga bag‘ishlangan. Yettinchi bobda yulduz atmosferasidan nuriy energiyani chiqishi masalalari va yulduz atmosferasining kimyoviy tarkibi hamda fizik ko‘rsatkichlarini aniqlash usullarining nazariy asoslari keltirilgan.

BBK 22.63я73

ISBN 978-9943-13-113-2

© «Ta‘lim nashriyoti», 2009
 © «Iqtisod-moliya», 2009
 © I. Sattorov, 2009

KIRISH

1. Astrofizikaning predmeti va bo'limlari. Astrofizika astronomiya-ning bo'limi bo'lib, u osmon yoritqichlarining fizik tuzilishini, ularning yuza va atmosfera qatlamlarida ro'y berayotgan fizik jarayonlarni o'rganadi, osmon yoritqichining kimyoviy tarkibini aniqlaydi, astronomik kuzatishlardan olingan o'lchash natijalariga asoslanib osmon yoritqichining atmosfera va ichki qatlamlarining tuzilishini tekshiradi hamda modelini tuzadi, yoritqichlar va ulardan tuzilgan tizimlarning hosil bo'lishi va rivojlanish qonunlarini o'rganadi. Bunda u yoritqichlardan kelayotgan elektromagnit nurlanish oqimini sifatii va soniy tahlil qilish usulini qo'llaydi.

Astrofizika ikki qismga bo'linadi: amaliy va nazariy astrofizika. Amaliy astrofizika yoritqichlarni tekshirish usullarini va asboblarni ishlab chiqadi va kuzatishga qo'llaydi, astronomik kuzatishlardan olingan o'lchash natijalarini tekshiradi va tahlil qiladi. Natijada yoritqichning nurlanish sochayotgan qatlamlarining fizik ko'rsatkichlari, temperaturasi, modda zichligi, harakat tezligi va boshqalarini aniqlaydi va kimyoviy tarkibini topadi.

Nazariy astrofizika yoritqichning nurlanish sochish mexanizmlarini o'rganadi, unda kuzatilayotgan fizik jarayonlarning tabiatini ochishga va tushuntirishga harakat qiladi. Bunda u umumfizik qonunlarga asoslanadi va yoritqichning ichki va atmosfera qatlamlarining tuzilish modelini ishlab chiqadi, model asosida yoritqichning umumiy fizik ko'rsatkichlarini hisoblab chiqadi va kuzatish natijalari bilan solishtiradi. Solishtirish natijalarning bir-biriga mos kelishi yoritqich tabiatini yaxshi bila olganimizni ko'rsatadi. Astrofizikaning bo'limlari bir-biri bilan bog'liqdir. Amaliy astrofizika nazariya oldiga kuzatish natijalarini tushuntirish bilan bog'liq masalalarni qo'ysa, nazariy astrofizika amaliyot oldiga tekshirish zarur bo'lgan nazariy yechilmalarni qo'yadi.

Astrofizikaning asosiy vazifasi yoritqichlardan kelayotgan nuriy energiya oqimini fizik o'lchash asboblari va tekshirish usullari yor-

damida har tomonlama, ham sifatiy ham soniy nuqtai nazarda o'rganishdan iborat.

Hozirgi zamon astrofizikasi elektromagnit to'lqinlar shkalasi (EMTSh) ning barcha qismlari (diapazonlari) da tekshirishlar olib boradi. Bunda EMTSh sining har bir diapazoni uchun maxsus o'lchash vositalari va tekshirish usullari qo'llaniladi. Shunga ko'ra amaliy astrofizika bir necha bo'limlarga bo'linadi: osmon yoritqichlarining gamma nurlarini tekshiradigan bo'lim **gamma astronomiya** deb atalsa, rentgen nurlarini tekshiradigan - **rentgen astronomiya** deyiladi. Osmon yoritqichlarining gamma, rentgen va ultrabinafsha nurlari Yer atmosferasida yutiladi va Yer yuziga yetib kelmaydi. Bu diapazonlarda tekshirishlar Yerning sun'iy yo'ldoshlariga o'rnatilgan asboblarda bajariladi. Yer yuziga deyarli yutilishsiz yetib keladigan nurlar optik diapazonni tashkil etadi va bu diapazonda tekshirishlar optik teleskoplar yordamida olib boriladi. Yer atmosferasining yana bir tinqilik darchasi mavjud. U radiodiapazonga to'g'ri keladi va bu diapazonda tekshirishlar bajaradigan bo'lim **radioastronomiya** deb ataladi.

2. Astrofizik tekshirishlarning xususiyatlari. Astrofizik tekshirishlar fizik tajribalardan ayrim xususiyatlari bilan farq qiladi; birinchidan, biz osmon yoritqichlarini va ular yuzida ro'y berayotgan jarayonlarni o'zimiz xohlagancha o'zgartira olmaymiz, ikkinchidan, kuzatilayotgan har bir kosmik jarayon aynan betakrordir, uchinchidan, ayrim jarayonlar tez kechsa, boshqalari juda sekin kechadi va ularni boshidan oxirigacha kuzatish uchun odamning to'la hayoti tugul, butun odamzot jamiyatining madaniy hayotini o'z ichiga olgan davr ham yetarli emas. Biroq bu qiyinchiliklar osmon yoritqichlarini o'rganib bo'lmas ekan degan xulosaga olib kelmasligi kerak, aksincha, astrofizik tekshirishlar zehn va aqlni o'tkirilaydi.

Odam fikri koinotning shunday olis qismlarini qamrab oldiki u yerlardan yorug'lik nuri sekundiga 300 ming km tezlik bilan bizga milliardlab yillardagina yetib kela oladi.

Osmon yoritqichlarining tabiatini o'rganish astrofizik observatoriyalarda olib boriladigan astronomik kuzatishlardan boshlanadi. Astronomik kuzatish deganda biz yoritqichlarni osmon sferasida egalagan o'rnini va ulardan kelayotgan nurlanish oqimini o'lchashni, ularni suratga olishni va shunga o'xshash yoritqichdan kelayotgan nurlanish oqimi ustida olib boriladigan boshqa amallarni nazarda tutamiz. Astrofizik kuzatishlar ko'z bilan emas, balki har xil o'lchash va

tekshirish asboblari yordamida bajariladi. Kuzatish ash'yolari yoki o'lchash natijalari deganda biz yoritqichlarning suratini yoki spektrini avtomatik o'lchash asboblari yordamida qog'oz yoki magnit tasмага yozib olingan, yoritqichning nurlanishiga oid yozuvlarni nazarda tutamiz. Kuzatish ash'yolari laboratoriya sharoitida, kompyuter yordamida har xil usullarni qo'llash orqali tahlil qilinadi. Bunday tekshirishlar natijasida yoritqichning fizik ko'rsatkichlari (temperaturasi, modda zichligi, tezligi va boshqalar) topiladi.

3. Hozirgi zamon astrofizik observatoriyalari. Osmon yoritqichlarining nurlanishi, odatda, keng EMTSh ni yoki spektral diapazonni ishg'ol etadi. Bu hol har xil kuzatish va tekshirish asboblari qo'llashni taqozo etadi. Yorug'lik nurlarida kuzatish olib borishga mo'ljallangan teleskoplar bilan qurollangan observatoriyalar optik observatoriya, radio to'lqinlarda kuzatishlar olib boradiganlari - radioastronomik va gamma va rentgen nurlarda - kosmik observatoriya deb ataladi. Kosmik observatoriyalar Yer atrofida aylanadigan sun'iy yo'ldoshlarga o'rnatilgan rentgen va gamma teleskoplar bilan qurollantiriladi. Sun'iy yo'ldoshlarga optik teleskop o'rnatish ham astronomik kuzatishlarga yuqori samara beradi.

Odatda, astrofizik observatoriyalar yil dovomida eng ko'p ochiq (bulutsiz) va musaffo osmonga ega bo'lgan joylarga quriladi. Bu jihatdan baland tog' sharoiti ma'lum afzalliklarga ega bo'lishi mumkin. Teleskop balandligi 20-30 m, kengligi 10 m keladigan silindr shakldagi binoning (minoraning) ustiga o'rnatiladi. Teleskop vertikal o'q atrofida aylanadigan va bir qismi ochilib yopiladigan gumbaz shakldagi tom bilan bekutiladi. Gumbaz osti isitilmaydi va issiqlik chiqaruvchi uskunalardan xoli bo'lishi shart. Minora binoning pastki qavatlarida kuzatuvchilar ishlaydigan va kuzatishni nazorat qilib borish xonalari joylashadi.

Teleskop o'rnatiladigan bino (minora) observatoriyaning eng baland, atrof gorizonti ochiq joyiga quriladi. Laboratoriya binosi, mehmonxona minoradan 300 m chamasi uzoqlikda joylashishi kerak. Ular teleskop atrofida havo oqimlari hosil qilmasliklari va astroiqlimni buzmasliklari kerak. Astroiqlim observatoriya ustidagi atmosferaning tozaligi, demak, tiniqligi va sokinligi (turbulent havo oqimlaridan xoliligi) bilan belgilanadi. Yaxshi astroiqlimga ega joyda yulduz yorug'ligining 70-80 % qismi diametri 1" (bir yoy sekundi) bo'lgan gardishcha ichida bo'ladi. Astroiqlim eng yaxshi joy Chilida

(Janubiy Amerika) topilgan. U ehta Yevropa Janubiy Observatoriyasi (YeJO) qurilgan. Respublikamizda astroiqlim eng yaxshi joylardan biri Qashqadaryo viloyatining Chiroqchi tumani tog'lari cho'qqilaridan biri hisoblanadi.

Respublikamizda ikkita astrofizik observatoriya qurilmoqda. Ularning biri optik teleskoplar bilan qurollangan va yuqorida tilga olingan Chiroqchi tumanidagi Maydanak tog'i cho'qqilaridan birida, dengiz sathidan 2300 m balandlikda joylashgan. Maydanak Baland Tog' Observatoriyalari Majmuasi (MBTOM) deb ataluvchi bu observatoriyada obyektivining diametri 1-1,5 m bo'lgan bir necha teleskoplar o'rnatilgan. Ikkinchisi, radioastronomik observatoriya bo'lib, u Jizzax viloyatining Zomin tumanidagi Supa baland tog' davlat qo'riqxonasida qurilmoqda.

Tojikiston va Qozog'iston respublikalarida ham astrofizik observatoriyalar bor. Ularda diametri 1 m bo'lgan teleskoplar o'rnatilgan. Armaniston (Byurokan, 2,5 m), Gruzziya (Abastumani, 1 m), Ozorbojjon (Shemaxa, 2 m) va Rossiya fedaratsiyasi (Shimoliy Kavkaz, 6 m) da ham astrofizik observatoriyalar bor.

Eng katta teleskoplariga ega observatoriya Chilida (Paranal tog'i, 4 ta 8 m) qurilgan. Yevropa davlatlari hamkorligida qurilgan bu Evropa Janubiy Observatoriyasida (YeJO) Eng Katta Teleskop (EKT, Very Large Teleskop, VLT) o'rnatilgan. VLT to'rtta 8 m li teleskoplar to'plamidan iborat va bu teleskoplar birgalikda ishlashi, osmon yoritqichining bitta tasvirini hosil qilishi va uni tekshirish mumkin. Shuningdek, Atlantika okeanidagi Kanar, Tinch okeanidagi Gavay orollarida ham baland tog' observatoriyalari qurilgan va ishlamoqda. Bu observatoriyalarda astroiqlim juda yaxshi ekanligi aniqlangan.

Hozirgi kunda bir necha kosmik observatoriyalarda ish olib borilmoqda. Bulardan eng kattasi Xabl Kosmik Teleskopidir (XKT, Hابل Space Telescope, HST). Uning obyaktivi diametri 2 m va XKT yordamida optik diapazonda turli-tuman tekshirish ishlari olib borilmoqda. 1998-yilda uchirilgan «Chandra» nomli rentgen teleskop Galaktika markazini «ko'rishga» va tekshirishga imkon berdi. Rentgen teleskoplar yordamida (XEO) ko'plab kosmik rentgen nur manbalari kashf etildi. Kosmik teleskoplar yordamida Quyoshni tekshirishlar 34 yil oldin boshlangan (kosmik teleskop Skylab – Kosmik laboratoriya). Hozirgi kunda Yaponiyadan uchirilgan Hinode (Solar-B) nomli yo'ldoshga o'rnatilgan Rentgen Teleskopi Qu-

yoshning rentgen tasvirlarini olib Yerga jo'natib turibdi. Yevropa Kosmik Agentligi (YeSA) va AQSh Atmosfera va Kosmik (tadqiqotlar) Milliy Uyushmasi (NASA) tomonidan orbitaga chiqarilgan SOHO nomli kosmik observatoriya Quyoshni va uni o'rab turuvchi kosmik fazoni tekshirishda muvaffaqiyatli qo'llanilmoqda.

4. Ilmiy-texnik taraqqiyotda astrofizikaning roli. Astrofizika materiyaning tarkibini va holatlarini o'rganishda muhim rol kasb etadi. Moddaning kimyoviy tarkibini o'rganishda qo'llaniladigan spektral tahlil usuliga astronomik kuzatishlar munosabati bilan asos solingan. 1814-yilda nemis olimi Y. Fraunhofer (1787-1826) Quyosh spektrida spektral chiziqlarni ro'yxatga oldi. 1859-yilda nemis olimlari G. R. Kirxgof (1824-1887) va R. Bunzen (1811-1899) Quyosh spektridagi qora spektral chiziqlar tabiatini ochib beradi. Atomlarning ichki tuzilishi va ularni tashkil etuvchi zarrachalar to'g'risidagi dastlabki ma'lumotlar kosmosdan kelayotgan yuqori energiyali zarrachalarni (kosmik nurlarni) tekshirish natijasida olingan. Kosmik sharoitda bunday yuqori energiyali zarrachalarni hosil bo'lishini o'rganish astrofizik masala hisoblanadi. Masalan, yadro reaksiyasi masalasi Quyosh va yulduzlarning energiya manbai qanday fizik jarayon bo'lishi mumkin degan savolga javob axtarish jarayonida o'tgan asrning 20-30 yillarida qo'yilgan edi.

Yulduzlar o'zagida temperatura o'nlab million gradusga yetadi. Bunday temperaturada yadro reaksiyalari ro'y berishi mumkin, bunda protonlarni qo'shilishi natijasida geliy atomi yadrolari hosil bo'ladi va ulkan energiya ajralib chiqadi.

Quyosh va yulduzlar atmosferasida elektr va magnit maydonlar hosil bo'lib turadi. Bunday o'zgaruvchan maydonlarda zarralar nihoyatda yuqori darajadagi tezlikka erishadilar va yadro reaksiyalarini ro'y berishiga sababchi bo'ladilar. Masalan, Quyosh chaqnashlarida yoki o'ta yangi yulduzlarni chaqnashi natijasida yadro reaksiyalari ro'y berishi mumkin. Zarralarni tezlatish Yerdan maxsus tezlatkichlarda amalga oshiriladi. Kosmik sharoit nihoyatda past zichlik va ulkan o'lchamlari bilan fizik laboratoriya sharoitidan farq qiladi. Ro'y berish ehtimoli juda kam bo'lgan jarayonlar ham kosmik sharoitlarda ko'rinishi mumkin. Masalan, Pauli qoidasi bo'yicha taqiqlangan, yoki ehtimoli juda kichik, atom o'tishlari kosmik masshtablarda yetarli darajada ko'p uchraydi va ko'rinadi. Bunga sabab nihoyatda past zichlikka ega kosmik sharoitda zarralarning

o'zaro to'qnashishi kam ro'y beradi va taqiqlangan o'tish uchun sharoit yaratiladi. Shunday qilib kosmik fazo sharoiti materiyani o'rganishda keng imkoniyatlar beradi.

Astrofizika astronomiyaning boshqa bo'limlari, fizika, kimyo, geofizika va boshqa fanlar bilan bog'liq. Ayrim astrofizik masalalar osmon mexanikasi usullari bilan yechilsa, nisbiylik nazariyasi yechimlari astrofizik kuzatishlar yordamida tekshiriladi, butun olamning tortishish qonuni astronomik kuzatishlar yordamida tekshirilib ko'rildi, geliy nomli kimyoviy element dastlab Quyoshda kashf etilgan. Astronomiya fizikani rivojlanishida muhim rol o'ynaganligiga ko'plab misollar keltirish mumkin. Akademik L.A. Arsimovichning iborasi bilan aytganda fizika fanining kelajagi astrofizika bilan bogliq.

I BOB. ASOSIY ASTROFIZIK TUSHUNCHALAR

Astrofizik tekshirishlarda atom tuzilishi nazariyasiga, kvant fizikasi g'oyalari tayaniladi. Chunki osmon yoritqichlari bizga ma'lum bo'lgan kimyoviy elementlar atomlaridan tarkib topgan va ulardan kelayotgan nurlanish Yerdan kuzatiladigan nurlanishga o'xshash tabiyatga ega. Osmon yoritqichlaridan kelayotgan nurlanish atom o'tishlar natijasida hosil bo'ladi.

Osmon yoritqichidan kelayotgan nurlanish oqimi fotometrik o'lchash asboblari yordamida o'lchanadi, spektrga yoyiladi va unda intensivlikni taqsimlanishi o'lchanadi va tekshiriladi. Bunday o'lchashlar osmon yoritqichidan kelayotgan fotonlarni sanash darajasida aniqlik bilan amalga oshiriladi. Astrofizikani rivojlanishida kvant fizikasi fani bo'yicha erishilgan yutuqlar muhim rol o'ynadi. Osmon yoritqichidan kelayotgan nurlanish oqimini o'lchash va tahlil qilishda, unga, uni hosil qilayotgan atom protsesslari nuqtai nazarida yondashmoq kerak, ya'ni nurlanishni hosil bo'lishi va tarqalishini kvant fizikasi nuqtai nazarida tushuntirmoq lozimdir. Nurlanishni hosil bo'lish mexanizmlarini atom fizikasi nuqtai nazaridan bilmasdan turib uni hosil qilgan manbaning (osmon yoritqichining) fizik xususiyatlarini tekshirib bo'lmaydi. Quyida biz astrofizikada ko'p qo'llaniladigan fotometrik va atom fizikasi tushunchalariga to'xtalamiz.

Osmon yoritqichlari turli-tuman. Ularning ko'pchiligini yulduzlar tashkil etadi, ular nuqtasimon (nihoyatda kichik ko'rinishga yoki burchakiy kattalikka ega) nurlanish manbalaridir. Fizik laboratoriya sharoitida bunday kichik manbalar ko'rilmaydi. Yulduzlarning yorug'ligini, to'g'rirog'i, ularning yaltiroqligini, o'lchashda maxsus yorug'lik birligi, yulduziy kattalik qabul qilingan. Ingliz tilida «stellar magnitude», ya'ni yulduziy magnituda yoki yulduziy miqdor yoki yulduziy ball ma'nosida qo'llaniladigan bu tushuncha o'zbek tilidagi astronomik adabiyotda yulduz kattaligi deb kiritilgan va u o'quvchilarda yulduzning o'lchami bilan bog'liq bo'lsa kerak degan noto'g'ri tushuncha hosil qilmoqda. Shuning uchun yulduzning

yorug'ligini o'lchash birligi yulduziy kattalik deb yuritilsa maqsadga muvofiq bo'ladi, deb hisoblaymiz.

Osmonda yuzasi ko'rinadigan yoritqichlar (Quyosh, Oy, sayyoralar, galaktikalar va gaz tumanliklar) ham bor. Ularning yorug'ligi ham yulduziy kattaliklarda o'lchanadi. Fizikada yorug'lik miqdori fotometrik birliklar (lyuks, lyumen) da o'lchanadi. Fizik va astronomik fotometrik birliklar orasida bog'lanishlarni o'qitish jarayonida talabalarda astronomik kuzatishlar fizik laboratoriyada bajariladigan manba yorug'ligini o'lchash singari amal ekan degan ko'nikma hosil qilishi mumkin.

1. Fotometrik tushunchalar

1.1. Fizikada qo'llaniladigan fotometrik tushunchalar

Yoritqichning yorug'ligi kuzatish joyida u hosil qilayotgan yoritilganlik (E) bilan belgilanadi. Yoritilganlik lyuks (lk) larda o'lchanadi va u joyning yuza birligiga tushayotgan nuriy energiya quvvati (nurlanish oqimi, F) ga teng, ya'ni

$$E = F / S$$

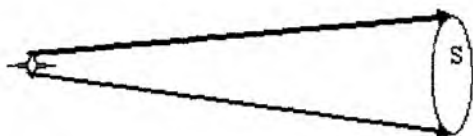
Berilgan joydan (masalan, ko'z qorachig'idan yoki teleskopning kirish teshigidan) vaqt birligida o'tayotgan nuriy energiya nurlanish oqimi deb ataladi va u yoritqichning muhim ko'rsatkichi hisoblanadi. Nurlanish oqimi lyumen (lm) larda o'lchanadi. Joyning 1 m^2 yuzasiga tushayotgan bir lyumen nurlanish oqimi unda bir lyuks yoritilganlik hosil qiladi, ya'ni $1lk=1lm/m^2$.

Yorug'lik kuchi (I) bir kandellaga teng bo'lgan manba bir steradian fazoviy burchak (ω) ichida bir lyumen oqim hosil qiladi, ya'ni $F=I\omega$. Temperaturasi 2044° ga teng bo'lgan absolut qora jismning 1 sm^2 yuzasi bir kandella yorug'lik kuchiga ega. Uchi manbada bo'lgan konusning o'qiga tik o'tkazilgan kesim yuzi (S) ni manbadan shu kesimgacha bo'lgan masofa kvadratiga nisbati fazoviy burchakni belgilaydi, ya'ni

$$\omega = S / L^2 \cdot$$

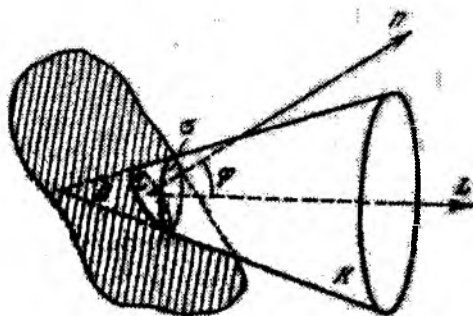
$$E = F / S = I\omega / S = I / L^2 \quad (1.1)$$

Ya'ni, bir kandella yorug'lik kuchiga ega manba bir metr uzoqlikda bir lyuks yoritilganlik hosil qiladi.



1.1-rasm. I yorug'lik kuchiga ega bo'lgan yulduzdan ω fazoviy burchak ichida $F = I \cdot \omega$ nurlanish oqimi hosil bo'ladi. Bu oqim S yuzada $E = F/S$ yoritilganlik hosil qiladi.

Astrofizikada yoritilganlik tushunchasi eng muhim tushuncha hisoblanadi, chunki astrofizik kuzatishlarda yoritilganlik o'lchanishi mumkin. Haqiqatdan, yorug'lik o'lchaydigan asbob (fotometr) ning nur sezuvchi qatlamida unga tushayotgan nuriy energiya ta'sirida fizik-ximik jarayonlar ro'y beradi va natijada unda o'lchash mumkin bo'lgan signal (masalan, elektr yurituvchi kuch) hosil bo'ladi.



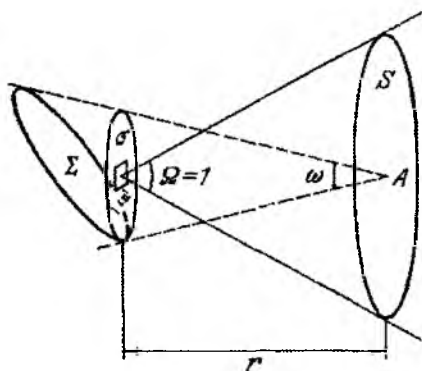
1.2-rasm. Nurlanuvchi sirtning ravshanligini tushuntirish uchun.

Nur sochayotgan sirtning nurlanishi ravshanlik bilan ifodalangani. Biror yo'nalish (φ) da va shu yo'nalishga tik hamda nurlanuvchi sirt (Σ) ga tegib turgan ($\sigma = \Sigma \cdot \cos \varphi$) birlik yuzadan shu yo'nalishdagi bir birlik (Ω) fazoviy burchak ichida o'tayotgan nurlanish oqimi ravshanlik (B) deb ataladi.

$$B = \frac{F}{\Omega \Sigma \cos \varphi} \quad (1.2)$$

Ayrim osmon yoritqichlari (Oy, Quyosh, sayyoralar, galaktikalar va tumanliklar) ning sirti ko'rinadi. Bu yoritqichlar kuza-

tish joyida hosil qilayotgan yoritilganlik va ularning ravshanligi hamda ko'rinma kattaliklari orasida bog'lanish mavjud va bu bog'lanishga asoslanib ularning ham yulduziy kattaligini hisoblash mumkin. Bizdan r uzoqlikda turgan nurlanuvchi sirt (Σ) ning osmon sferasidagi proeksiyasi σ bo'lsin (1.3-rasm).



1.3-rasm. Sirti ko'rinadigan yoritqich kuzatish joyida hosil qiladigan yoritilganlik.

U holda, ta'rifga ko'ra, bu proeksiyaning yuza birligidan bir birlik fazoviy burchak ($\Omega=1$) ichida sochilayotgan yorug'lik oqimi sirtning ravshanligi (B) va sirdan o'sha fazoviy burchak Ω ichida sochilayotgan yorug'lik oqimi esa, 1.2-rasmdan, $F=B\sigma$ bo'ladi. Kuzatish joyida bu oqim $S=\Omega r^2$ sirtga yoyilib tushadi. $\Omega=1$ hisobga olsak $S=r^2$ ni, 1.3-rasmdan esa $\sigma/r^2=\omega$ ni topamiz, u holda

$$E = \frac{B\sigma}{S} = \frac{B\sigma}{r^2} = B\omega. \quad (1.3)$$

Demak, biror sirti ko'rinadigan yoritqich kuzatish joyida hosil qilayotgan yoritilganlik shu yoritqichning o'rtacha ravshanligi (V) ni uning fazoviy ko'rinish burchagi bilan ko'paytmasiga teng. Bu xulosa sirti ko'rinadigan yoritqichlarning ravshanligini topish imkoniyatini beradi. Sirti ko'rinadigan yoritqichning fazoviy ko'rinish burchagi uning teleskop fokal tekisligidagi tasviri yuzasi (s) ni teleskop fokus masofasi kvadratiga nisbatiga teng, ya'ni $\omega=s/F^2$. Fazoviy burchak steradianlarda beriladi. Masalan, Quyoshning fazoviy burchagi $6.7 \cdot 10^{-5}$ steradian.

1.2. Ko‘rinma yulduziy kattalik. Pogson formulasi

Yulduzlar nuqtasimon nur manbaidirlar, shuning uchun ularning yorug‘ligi, to‘g‘rirog‘i, ularning yaltiroqligi, maxsus fotometrik birliklarda, yulduziy kattaliklarida o‘lchanadi. Yulduziy kattalikni boshqa sonlardan ajratish maqsadida uning son qiymat darajasiga kichik “m” xarfi yozib qo‘yiladi. Demak, yulduziy kattalik yulduzning o‘lchamini emas, balki yorug‘ligini belgilaydigan ko‘rsatkichdir. Yulduziy kattalik yulduz nuri kuzatish joyida hosil qilgan yoritilganlikni belgilaydi va uni o‘lchashdan topilgan miqdor **ko‘rinma yulduziy kattalik** deb ataladi. Ko‘rinma yulduziy kattalik bilan yoritilganlik orasidagi bog‘lanish logarifmik ko‘rinishga ega va Veber-Fexnerning psixo-fizik qonuniga asoslanib chiqarilgan. Bu qonunga asosan odam ko‘zining yorug‘likni sezishi yoritilganlikni nisbiy o‘zgarishiga proporsionaldir, ya‘ni

$$dm = -k \cdot dE / E,$$

bu yerda dE – yoritilganlikni o‘zgarish miqdori, dm – unga mos keladigan yulduziy kattalikni orttirmasi, k – proporsionallik koefitsienti. Agar kuzatish joyida (teleskop obyektivi yuzida) ikkita yulduz (m_1, m_2) hosil qilayotgan yoritilganliklar E_1 va E_2 bo‘lsa, bu yulduzlarning ko‘rinma yulduziy kattaliklari ayirmasi $m_2 - m_1 = k \cdot \ln(E_1 / E_2)$ ga teng. Bu ifodani $E_1 / E_2 = \exp[(m_2 - m_1) / k]$ shaklda yozish mumkin. Agar oxirgi ifodani logarifmlasak, unda quyidagi formulani olamiz

$$\lg(E_1 / E_2) = (m_2 - m_1) \lg \rho.$$

1856-yilda ingliz astronomi N.R. Pogsonning (1829-1891) taklifiga asosan va tarixiy an‘anaga ko‘ra yoritilganliklari yuz marta farq qiladigan yulduzlarning yulduziy kattaliklari ayirmasi beshga tengligi hisobga olinib, $\lg \rho = 0.4$ deb qabul qilindi va

$$m_2 - m_1 = 2.5 \lg(E_1 / E_2) \quad (1.4)$$

Bu formula **Pogson formulasi** deb ataladi va u ko‘rinma yulduziy kattaliklar ayirmasi bilan yulduzlar kuzatish joyida hosil qilgan yoritilganliklar nisbati orasidagi bog‘lanishni ifodalaydi. Ikkita yulduz hosil qilayotgan yoritilganliklar 2.512 marta farq qilganda ularning ko‘rinma yulduziy kattaliklari bir birlikka farq qiladi. Yulduziy kattaliklar shkalasi yoritilganliklar shkalasiga teskari bo‘lib, yulduz

qancha ko'p yoritisa, uning ko'rinma yulduziy kattaligi shuncha kichik (hatto manfiy) son bilan ifodalanadi. Birinchi kattalikdagi yulduz ikkinchi kattalikdagidan 2,512 marta, ikkinchi kattalikdagi yulduz esa, uchinchi kattalikdagidan shuncha marta ko'p yoritadi. Hozirgi zamon astrofotometrik priyomniklari yulduzlar yorug'ligini $\pm 0,001^m$ yulduziy kattalik aniqligida o'lchashga imkon beradi.

1.3. Yulduziy kattaliklari shkalasining hisob boshi

Yulduziy kattaliklar shkalasi nisbiy shkala bo'lib, uning hisob boshini belgilab olish zarur. Buning uchun yulduzlardan birortasiga ma'lum yulduziy kattalik berish lozim bo'ladi (Masalan, metrik uzunlik sistema xalqaro standart metrga asoslangani singari) va unda boshqa yulduzlarning yorug'ligi ana shu yulduzlikiga nisbatan o'lchanishi mumkin bo'ladi. Yoritilganlik nurlanish priyomnik (fotometr) lari yordamida o'lchanadi va uning qiymati nurlanish priyomnigining spektral sezgirlikiga bog'liq. Demak, yulduziy kattaliklar shkalasining hisob boshini belgilashda qo'llanilayotgan priyomnik ko'rsatilishi zarur.

Odam ko'zi singari spektral sezgirlikka ega bo'lgan fotometr yordamida o'lchangan yulduziy kattalik **vizual yulduziy kattalik** yoki **vizual kattalik** deb ataladi va m_v bilan belgilanadi. Vizual kattaliklar shkalasi XX asr boshlarida Garvard observatoriyasi (AQSh) astronomlari tomonidan ishlab chiqilgan va unga ko'ra Kichik Ayiqning α -si (Qutb yulduzi) ning vizual kattaligi $m_v = +2,12^m$ teng deb qabul qilingan. Ko'plab yulduzlarning yorug'ligi (teleskop obyektivi yuzida ular hosil qilayotgan yoritilganlik E) bu yulduz bilan vizual fotometr yordamida solishtirib o'lchangan va o'lchash natijalaridan Pogson (1.4) formulasi asosida yulduziy kattaliklar hisoblangan.

Bu shartga ko'ra ayrim yulduzlarning vizual kattaligi nolga teng, hatto shimoliy osmonning ikkita yorug' yulduzniki manfiy qiymatga ega: Sirius (Katta Itning α -si) niki $m_v = -1,58^m$ va Konopus (Kilning α -si) niki esa $m_v = -0,86^m$. Sayyoralarining yorug'ligi ularning Quyosh yoritib turgan qismini bizga ko'rinishiga bog'liq ravishda o'zgarib turadi. Ammo, Yupiter va Veneraning vizual yulduziy kattaligi hamma vaqt manfiy qiymatga ega bo'ladi. Quyoshning vizual kattaligi $m_v = -26,8^m$, to'lin Oyniki $m_v = -12,7^m$ ga teng bo'ladi. Obyektivining diametri 2,5 m teleskopda rasmi olingan eng xira yulduzniki $m_v = +22^m$ ga yaqin. Bu yulduzning yorug'ligi (u hosil qilayotgan yoritilganlik) nolinch kattalikdagi yulduznikidan milliard marta kam qiymatga ega.

1.4. Astronomik va fizik fotometrik birliklar orasidagi bog'lanishlar

Yulduziy kattalik nuqtaviy manba (yulduz) ning yaltiroqligini ifodalovchi birlik bo'lib, u priyomnikning nur sezuvchi yuzasiga tushayotgan nurlanish oqimi (F) ni yoki yuzaning yoritilganligi (E) ni ko'rsatadi. Agar yoritilganlik bir lyuks bo'lsa ($E=1 lk$) unga qanday yulduziy kattalik to'g'ri keladi? XIX asr oxiri XX asr boshlarida bajarilgan aniq o'lchashlar $E_0=1 lk$ yoritilganlikka $m_0=-14,18^m \pm 0,05^m$ yulduziy kattalik to'g'ri kelishini ko'rsatdi. Ya'ni, zenitda joylashgan yorug'ligi $m_0=-14,18^m$, bo'lgan yulduz Yer yuzida bir lyuks yoritilganlik hosil qiladi. Bunda yulduz nurining bir qismi ($\approx 23\%$) Yer atmosferasida yutiladi. Demak, Yer atmosferasidan tashqarida $E_0=1 lk$ yoritilganlik hosil qiladigan yulduzning yorug'ligi $m_0=-13,89^m \pm 0,05^m$ ga teng.

Quyosh Yer yuzini $10^5 lk$ bilan yoritadi va Yer atmosferasidan tashqarida Quyosh hosil qilayotgan yoritilganlik $137000 lk$ ga teng. To'la Oyning yoritishi $0,25 lk$, ish stoli ustidagi elektr lampaning yoritishi $20 lk$, $m=0^m$ yulduzning yoritishi $E=2,61 \cdot 10^{-6} lk$. Yorug'lik kuchi I kandellaga teng xalqaro sham $1 km$ uzoqlikdan $0,8^m$ va $10 km$ uzoqlikdan esa, $5,8^m$ yorug'likdagi yulduz sifatida ko'rinadi. Ya'ni, yoritqich hosil qilayotgan yoritilganlik uning uzoqligiga bog'liq. Yoritilganlikni o'lchashdan topilgan yulduziy kattalik **ko'rinma yulduziy kattalik** deb ataladi.

Yoritqichning yorug'lik kuchini (I) topish uchun uning uzoqligini bilishimiz shart. Yulduzlar bizdan har xil uzoqlikda joylashganlar. Yulduzlarni solishtirib o'rganishda ularning yorug'ligini hisoblash yo'li bilan bir xil masofaga keltirish maqsadga muvofiqdir. Shunday masofa sifatida 10 parsek (ps , bir parsek 206265 astronomik birlikka teng) qabul qilingan. Bunday uzoqlikdagi yulduzning yorug'ligi uning **absolut yulduziy kattaligi** deb qabul qilingan, u katta "em" xarfi (M) bilan belgilanadi. Agar yulduzning uzoqligi r parsekka, ko'rinma yulduziy kattaligi m ga teng bo'lsa, u holda uning absolut kattaligi

$$M = m + 5 - 5 \lg r. \quad (1.5)$$

bo'ladi. Bu yerda $r = 1/\pi$, π – yoritqichning yillik paralaksi (π – burchakiy yoy sekundlarida beriladi). Absolut yulduziy kattalikni yorug'lik kuchi (intensivlik, I) orqali ifodalaymiz. (1.1) ga ko'ra $E = I/r^2$ va undan

$$\lg I = \lg E + 2 \lg r .$$

Bir lyuks yoritilganlik ($E_0=1 \text{ lk}$)ka $m_0=-13,89^m$ ko‘rinma yulduziy kattalik to‘g‘ri keladi. Agar yulduzning uzoqligi $r=10 \text{ ps}$ bo‘lsa, uning ko‘rinma kattaligi absolut yulduziy kattaligiga teng bo‘ladi, ya‘ni $m=M$. Agar yoritilganlik E lyukslarda berilgan bo‘lsa, u holda

$$\lg E = 0.4(-13.89 + M) \text{ va } \lg I = 0.4(-13.89 + M) + 2 \lg r .$$

Endi $r=10 \text{ ps}$ uzoqlikdagi yulduzning xalqaro shamlarda ifodalangan yorug‘lik kuchini hisoblash uchun bunday formulani yoza olamiz $\lg I = 29.423 - 0.4M$, yoki ixtiyoriy m ko‘rinma kattalikdagi va π yillik parallaksiga ega bo‘lgan yulduzning yorug‘lik kuchi $\lg I = 27.423 - 0.4m - 2 \lg \pi$. Absolut kattaligi $M=0$ bo‘lgan yulduzning yorug‘lik kuchi $I=2,65 \cdot 10^{29}$ kandellaga teng bo‘ladi. Quyoshning absolut kattaligi $M=4,84^m$ ga yorug‘lik kuchi esa, $I=3,07 \cdot 10^{27}$ kandellaga teng.

Yulduzlarning yorug‘lik kuchi, odatda, Quyoshning yorug‘lik kuchi birliklarida ifodalanadi va u yulduzning **yorqinligi** deb ataladi. Yulduzni o‘rab turuvchi sirdan vaqt birligida chiqayotgan energiya shu yulduzning yorqinligiga teng. Astrofizikada yorqinlik L harfi bilan belgilanadi va yorqinlik uchun Pogson formulasi (1.4) quyidagi ko‘rinishga ega

$$\lg(L/L_0) = 0.4(M_0 - M) , \quad (1.6)$$

bu yerda L_0 va M_0 Quyoshning yorqinligi va absolut kattaligi. Agar Quyoshning yorqinligini $L_0=1$ deb va $M_0=4,84^m$ ekanligini hisobga olsak, u holda, M absolut kattalikdagi yulduzning yorqinligi $\lg L = 0.4(4.84 - M)$. Yoritilganlik bilan yulduziy kattalik orasidagi logarifmik bog‘lanish (Pogson formulasi) boshqa fizik miqdorlarga (masalan, detsibellarga) nisbatan ham qo‘llanishi mumkin. Biroq, yuqorida aytganimizdek, astronomiyada osmon yoritqichi hosil qilayotgan yoritilganlik, uning ravshanligi, yorug‘lik oqimi va kuchini belgilashda yulduziy kattaliklar tizimi qo‘llaniladi.

1.5. Yorug‘likning mexanik ekvivalenti

Astrofizikada ayrim hollarda yoritqichning yorug‘ligini yoki undan kelayotgan nurlanish oqimini lyumenlarda emas, balki quvvat birliklarida ifodalashga to‘g‘ri keladi. Yulduziy kattalikni ko‘pincha

ma'lum rangda yoki ma'lum spektral sezgirlikka ega priyomnik yordamida o'lchashga to'g'ri keladi. Shuning uchun ma'lum rangdagi nurlanish oqimiga mos keladigan quvvatni aniqlashda yorug'likning mexanik ekvivalentini (yorug'lik nurlari oqimi keltirayotgan quvvat) hisobga olishga to'g'ri keladi. Masalan, yashil va sariq ranglardagi ($\lambda_{\text{eff}}=555 \text{ nm}$) bir lyumen oqimga $0,00147$ vatt quvvat to'g'ri keladi. Bu munosabat yorug'likning **mexanik ekvivalenti** deb ataladi va u $A_0=0,00147 \text{ vt/lm}$ bilan belgilanadi. Boshqa rangdagi nurlanish uchun quvvat $0,00147/k_\lambda$ ifoda yordamida hisoblanadi. Bu erda k_λ – nurlanish priyomnigining spektral sezgirligini belgilaydigan koefitsient. Nurlanish manbaining to'la energiyasi

$$F = 1 / A_0 \int k_\lambda F_\lambda d\lambda \text{ vt.}$$

Integrallash chegarasi noldan cheksizgacha. Bu erda F_λ - to'lqin uzunliklarning bir birligi va bir steradian fazoviy burchak ichida yoritqichdan sochilayotgan nurlanishning solishtirma oqimi, A_0 yorug'likning mexanik ekvivalenti. Astrofizikada biror manbadan berilgan fazoviy burchak ichida sochilayotgan to'la energiya bilan birgalikda uning bir qismi, to'lqin uzunliklarining berilgan, masalan λ_1 dan λ_2 gacha, oraliqidagi qismi

$$\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} F_\lambda d\lambda$$

ham ko'riladi. Masalan, vizual yoki fotografik yulduziy kattaliklar yoritqichning ma'lum spektral oraliqdagi yorug'ligini ko'rsatadi. Optik diapazonda F_λ bir sm yoki bir mikron oraliq uchun hisoblansa, radio diapazonda bir gers chastota oraliq'i uchun beriladi. Masalan, osmonning eng kuchli radionurlanish manbai Cas A Yer yuzining bir m^2 yuzasiga $\nu = 10^8$ gers chastotada $F_\lambda = 1,7 \cdot 10^{-22} \text{ vt/m}^2 \cdot \text{gts}$ quvvat bilan tasir ko'rsatadi.

1.6. Sirt yorug'ligi (ravshanlik)

Astrofizik yorug'lik manbalari orasida sirti ko'rinadiganlari ham bor. Masalan Quyosh, Oy, sayyoralar, tumanliklar va hokazo. Bunday manbalarning yorug'ligi yuzaviy yorug'lik (yoki ravshanlik, B ,

bilan belgilanadi) birliklarida ifodalanadi. Ravshanlik birligi *stilbdir*. Yuzsi S ga teng yoritqichning shu yuzaga tik yo'nalishda sochayotgan yorug'lik kuchi $I=B \cdot S$ ga teng. Yuza bilan ϑ burchak hosil qiluvchi yo'nalishda esa $I(\vartheta)=B \cdot S \cdot \cos \vartheta$ ga teng. U holda, bu manb'a r uzoqlikda hosil qilayotgan yoritilganlik

$$E = B \cdot S \cdot \cos \theta / r^2$$

Agar B ravshanlik yo'nalish (ϑ) ga bog'liq bo'lmasa, u holda, bunday sirt **ortotrop sirt** deb ataladi va undan barcha yo'nalishlarda sochilayotgan yorug'lik oqimi bir xil va quyidagicha hisoblanadi:

$$F = \oint_{2\pi} F(\omega) d\omega = \oint_{2\pi} B \cdot S \cdot \cos \vartheta \cdot d\omega = \pi B \cdot S$$

Ortotrop sirtning yuza birligidan sochilayotgan to'la oqim sirtning yoritishi deb ataladi. Yoritish birligi sifatida bir **lambert** qabul qilingan va u 1 sm^2 yuzadan chiqayotgan bir lyumen oqimga teng. Agar yaltiroq bo'lmagan oq sirt E lyuks yorug'lik bilan yoritilayotgan bo'lsa, uning ravshanligi B lambertga teng va u 1 sm^2 yuzasidan barcha yo'nalishlarda πB lambert yorug'lik sochadi. Sochilayotgan yorug'likni yoritilganlikka nisbati sirtning yorug'lik qaytarish qobiliyatini, al'bedosi (A)ni ko'rsatadi.

$$A = (\pi B / E) \cdot 10^4 \text{ lambert/lyuks.}$$

Agar sirt ideal ortotrop sirt bo'lsa, $A=1$ bo'ladi va $B=E/(\pi \cdot 10^4)$. Bu formula ortotrop sirtning ravshanligini belgilaydi. Yoritilganligi bir lyuks ga teng ortotrop sirtning ravshanligi bir apostilb (*asb*) ga teng: $1 \text{ asb} = 1/3,14 \cdot 10^4 \text{ stilb}$. Bir birlik ravshanlik (stilb, sb) ka ega 1 sm^2 yuza bir kandella yorug'lik kuchga ega bo'ladi.

Amaliy astrofizikada ravshanlik tomonlari bir yoy sekundiga teng yuzaning (bir yoy sekund kvadrat, yoki $(1'')^2$) yulduziy kattaligi orqali ifodalanadi. Bu birlikdan stilblarga o'tish oson. Agar sirt yorug'ligi B sb yoki B fot/cteradian bo'lsa, unga $10^2 B / (2,06 \cdot 10^5)^2 \text{ lyuks} / (1'')^2$ sirt yorug'ligi to'g'ri keladi. Shunday qilib B ravshanlikka mos keladigan yulduziy kattalikni

$$m = -14,18^m - 2,5 \cdot \lg(10^4 B / 4,225 \cdot 10^{10}) \text{ yoki}$$

$$m = 2,39^m - \lg B, \quad (1.7)$$

formula yordamida hisoblash mumkin. Agar $m=0$ bo'lsa, $B=9,25 \text{ sb}$, ya'ni bir burchakiy (yoy) sekund kv yuzadan sochilayotgan va no-

linchi yulduziy kattalikka mos kelayotgan sirt yorug‘ligi (ravshanlik) 9,25 stilbga teng. Elektr payvandchisi qo‘lidagi elektrodlar orasidagi ravshanlik 15000 *sb* teng. Yer atmosferasidan tashqarida turib qaralganda Quyosh yuzining ravshanligi 150000 *sb* ga, to‘lin Oy yuzining o‘rtacha ravshanligi 0,25 *sb* ga, ko‘zga ko‘rinadigan gaz tumanliklar (mas. Orion tumanligi) ning o‘rtacha sirt yorug‘ligi 10^{-7} *sb*, Oysiz va bulutsiz tun osmonining ravshanligi $2 \cdot 10^{-8}$ *sb* ga teng. (1.7) formulaga $B=10^{-8}$ *sb* ni qo‘ysak, tungi osmonning bir yoy sekund kv yuzasining yorug‘ligini topamiz. U $m=22,39^m$ (*sek.kv*)⁻¹ ga teng. Bu qiymat shaharlardan uzoqda, Oysiz va bulutsiz tunda kuzatilayotgan osmonning ravshanligiga to‘g‘ri keladi. Mauna Keya (Gavay orolida, dengiz sathidan 4200 *m* balandlikda) observatoriyasida tungi osmonning ravshanligi $m=23^m$ (*kv.sek*)⁻¹ ga teng. Agar teleskopning fokal tekisligida yulduz tasvirining yuzi bir yoy *sek kv* dan katta bo‘lsa, u holda, bunday teleskopda yorug‘ligi $m \geq 23^m$ bo‘lgan yulduzlarni qayd qilib bo‘lmaydi. Bunday yulduzlarni qayd qilish uchun yulduz tasvirining yuzi bir yoy *sek kv* dan kichik bo‘lishi shart. Bunday tasvir hosil qilish uchun yuqori sifatli optik tizimga ega bo‘lgan katta teleskop, yaxshi atmosfera sharoitiga yoki astroiqlimga ega bo‘lgan joyga o‘rnatilishi zarur. Bu mavzuga keyinroq, teleskoplarning optik ko‘rsatgichlariga o‘tganimizda qaytamiz.

Savollar

1. Yulduzlarning yorug‘ligi qanday birliklarda o‘lchanadi va nega?
2. Ko‘rinma yulduziy kattalik yulduzning qanday fizik ko‘rsatkichini belgilaydi?
3. Yulduziy kattaliklarning hisob boshi nima va u qanday belgilanadi?
4. Absolut yulduziy kattalik nima va u qanday topiladi?
5. Fizik va astrofizik fotometrik birliklar orasidagi bog‘lanishlarni aytib bering.
6. Ravshanlik nimani ifodalaydi, uning birligi nima? Ravshanlik bilan ko‘rinma yulduziy kattalik orasidagi bog‘lanishni yozing.
7. Ko‘rinma yulduziy kattaligi $m \geq 22^m$ yulduzlarni teleskopda qayd qilish uchun ular tasvirining yuzasi qanchadan oshmasligi kerak va nega?

2. Astrofizikada keng qo'llaniladigan kvant fizikasi tushunchalari

Uzoq yulduzlar va galaktikalar to'g'risida xabarni bizga ulardan sochilayotgan fotonlar (nurlanish to'liqlari) olib keladi. Foton bu tinch holatda massaga ega bo'lmagan nurlanish zarrasi va u yorug'lik tezligida tarqaladi va $h\nu$ energiya keltiradi. Bu erda $h=6.62 \cdot 10^{-27}$ erg·s — Plank doimisi, ν — fotonga mos keladigan chastota. Elementar zarralarning ikki xil (zarra va elektromagnit to'liqin) xususiyatlari fotonda yorqin namoyon bo'ladi. Yorug'likning diffraksiya va interferensiyalanishida u o'zining to'liqin xususiyatini namoyish etsa, uni yutilishi natijasida ro'y beradigan fotoeffekt hodisasida esa uning zarra (foton) xususiyati ochiladi.

Fotonning elektromagnit to'liqin xususiyati unga mos keladigan to'liqin uzunlik $\lambda=c/\nu$ bilan ifodalanadi. Yoritqichdan kelayotgan nurlanish oqimi bu har xil energiyali, demak, chastota yoki to'liqin uzunlikka ega, fotonlar oqimidan iborat. Demak, foton to'liqin yulug'i (fanda paketi) dan iborat.

Ko'pchilik astrofizik bilimlar osmon yoritqichlarining nurlanishini spektrga yoyish (fotonlarni to'liqin uzunliklari bo'yicha ketma-ket joylashtirish) va tekshirish natijasida olinadi. Osmon yoritqichlarining spektri teleskopga o'rnatilgan spektrograf yordamida olinadi (bu mavzuga biz keyinroq qaytamiz).

Ma'lumki, oq nurni rangli nurlarga ajratish va o'rganish osmon yoritqichi, Quyosh nurini prizma orqali o'tqazishdan (Isaak N'yuton (1642-1727), 1667) boshlangan. Keyinchalik olingan yuqori ajratilganlikka ega Quyosh spektri qora chiziqlar bilan kesilgan tutash, rangba-rang, spektrdan iborat ekanligini ko'rsatdi. Nemis olimi J.Fraunhofer (1787-1826) 1814-yilda bu chiziqlarni ro'yxatga oldi. 1859-yilda nemis olimlari Kirxgof va Bunzen bu qora chiziqlar tabiatini ochib berdilar. Fraunhofer chiziqlari (Quyosh spektridagi qora chiziqlar) Quyoshning nisbatan past temperaturadagi atmosfera qatlamida hosil bo'ladi. Quyoshning ichki qaynoq qatlamlaridan kelayotgan nurlanish uning nisbatan past temperturaga ega atmosfera qatlamlaridagi atomlar va ionlar tomonidan ko'plab marta yutilib-chiqarilgandan so'ng fazoga sochiladi. Shuning uchun, atom va ionlarning yutish chastotalariga mos keladigan chastotalarda in-

tensivlik keskin pasayadi, natijada bu chiziq chastotasidan chetdagi yorug' tutash spektr sahnida qora chiziq sifatida ko'rinadi.

Atmosfera moddasi ma'lum yutish va sochish koeffitsiyenti bilan belgilanadi. Bu koeffitsiyentlar yuza birlikka ega. Yutish koeffitsiyenti katta bo'lsa atmosfera notiniq bo'ladi. Chiqarish koeffitsiyenti atmosferaning (muhitning) nurlanish intensivligini belgilaydi. Chiqarish koeffitsiyenti katta bo'lsa, muhit kuchli nurlanish sochadi. Nurlanish va yutish koeffitsiyentlari atom o'tishlar ehtimoli va muhitning temperaturasi bilan belgilanadi va umuman olganda nurlanish chastotasiga bog'liq.

Astrofizikaning vazifasi osmon yoritqichlari spektriga asoslanib, ularning atmosferasi tarkibi va fizik holatini o'rganishdan iborat. Bunda astrofizika yoritqich atmosferasida uning nurlanishi tarkibini (spektr) shakllanishini atom protsesslari asosida ochib beradi.

2.1. Osmon yoritqichlarining elektromagnit nurlanishi

Osmon yoritqichlari spektri (kengroq ma'noda elektromagnit nurlanishi) tarkibi yoritqich moddasining fizik holatini o'zida aks ettiradi. Ayrim yoritqichlar (masalan, tumanliklar) ning spektri emission chiziqlardan tashkil topgan bo'lsa, boshqalari (masalan, yulduzlar) niki qora chiziqlar bilan kesilgan tutash (uzluksiz) spektrdan iborat bo'ladi. Osmon yoritqichlari orasida shundaylari ham borki ularning spektri murakkab ko'rinishga ega. Spektrning bir (yorug'lik nurlari) qismi qora chiziqlar bilan kesilgan tutash spektrdan iborat bo'lsa, boshqa qismi (ultrabinafsha va rentgen) xira tutash spektr yuzida ko'rinadigan emission (yorug') chiziqlardan tashkil topgan. Bu bizga osmon yoritqichi har xil fizik sharoitga ega qatlamlar bilan o'ralganligidan dalolat beradi.

Ko'pchilik osmon yoritqichlarining (masalan, yulduzlarning) tashqi qatlamlari minglab va millionlab gradus temperaturaga ega. Bunday temperaturadagi qatlamlar keng spektral diapazonida, to'g'rirog'i elektromagnit to'lqinlar shkalasining barcha qismlarida tiniq va nurlanish sochadi.

Ma'lumki, qizdirilgan qattiq jismlar va zich gazlar tutash spektrga, siyrak gazlar esa har xil rangdagi (chastota, to'lqin uzunlikdagi) emission chiziqlar ketma-ketligidan iborat spektr ko'rsatadi. Quyosh va yulduzlarning sirt qatlamlari zich gaz holatda va shuning uchun ularning spektri tutash spektrdan iborat.

Tutash spektrda intensivlikni taqsimlanishi ham har xil. Ko'pchilik yulduzlarning tutash spektrida intensivlik asta-sekin o'zgarib borsa, ayrim yulduzlar spektrining ma'lum qismlarida intensivlikni keskin sakrab o'zgarishi kuzatiladi.

Hozirgi zamon astrofizikasi elektromagnit to'liqlar shkalasi-ning barcha qismlarida (gamma nurlardan tortib to radio to'liqlar-gacha) kuzatish-texshirish ishlari bajarish imkoniyatiga ega. Yer atmosferasi ikkita tiniqlik «darchasi» ga ega: optik (0.29 – 1 mkm) va radio (1 mm dan 20 m gacha) darcha. Bu darchalardan tashqarida-gi elektromagnit nurlanish raketalar va Yerning sun'iy yo'ldoshlariga o'rnatilgan va Yer atmosferasidan tashqariga chiqarilgan priborlar yordamida tekshiriladi. 1-jadvalda astrofizik tekshirishlar qamrab ol-gan elektromagnit spektr sohalarga ajratib va nomlanib keltirilgan. Jadvalda sohalarning Yer atmosferasidan o'tish-o'tmaslik sharoit-lari va ularni qayd qilish usullari ham berilgan.

Osmon yoritqichlarining spektri ular moddasining fizik holatiga va, birinchi navbatda, temperaturasiga bog'liq bo'lishi kerak. Spektr-ning tarkibini temperaturaga bog'liqligini ko'rishdan oldin spektrni hosil qiluvchi atom jarayonlar bilan tanishib chiqamiz.

1-jadval

Astrofizikada tekshirishlar olib boriladigan elektromagnit spektr

Spektral sohalari	To'liq uzunlik-lari	Yer atmosferasidan o'tishi	Tekshirish usullari va teleskoplar	Nurlanish priyomniklari
Gamma nurlar	<0,01 nm	Atmosferaning N, O atomlarida kuchli yutiladi va Yer yuziga yetib kelmaydi	Yer atmosferasidan tashqaridan, Yerning sun'iy yo'ldoshlari va raketalar-ga o'rnatilgan asboblari yordamida, Geyger sanoqchisi	Gamma teleskop-ga o'rnatilgan foton sanoqchilar, CCD
Rentgen nurlar	0,01–10 nm	Havoning N ₂ , O ₂ , O ₃ molekularida kuchli yutiladi va Yer yuziga yetib kelmaydi	Yer atmosferasidan tashqaridan, Yerning suniy yo'ldoshlari va raketalar-ga o'rnatilgan asboblari yordamida, Chandra nomli rentgen teleskop	Rentgen teleskop-ga o'rnatilgan foton sanoqchilar, CCD

Spektral sohalar	To'liqin uzunliklari	Yer atmosferasidan o'tishi	Tekshirish usullari va teleskoplar	Nurlanish priyomniklari
Ultra-binafsha nurlar	10–296 nm	Havoning N ₂ , O ₂ , O ₃ molekularida kuchli yutilish	Yer atmosferasidan tashqaridan, Yerning suniy yo'ldoshlari va raketalariga o'rnatilgan asboblardan yordamida, Quyosh va geliosferik observatoriya (SOHO)	Optik teleskop (OT) ga o'rnatilgan foton sanoqchilar, CCD
	296,5–390 nm	Yer atmosferasi tiniq	Yer yuzidan, eng Katta Teleskop (EKT), Xabl Kosmik Teleskopi (XKT)	OT ga o'rnatilgan foton sanoqchilar, CCD
Yorug'lik nurlari	390 – 760 nm	Yer atmosferasi tiniq, Yer yuziga yetib keladi	Yer yuzidan, OT, EKT va XKT	OT ga o'rnatilgan foton sanoqchilar, CCD, fotorezistrlar
Infraqizil nurlar	0,76 – 15 mkm	H ₂ O, CO ₂ va boshqa molekula tasmalarida yutiladi va kuchsizlanadi	Qisman Yer yuzidan, asosan kosmosdan, Kek teleskopi (Gavay oroli) Spitzer Kosmik Teleskopi (SKT)	OT ga o'rnatilgan bolometr, radiometr, fotorezistrlar, Radiometr
	15 mkm – 1 mm	Molekulalarda kuchli yutilish	Kosmik fazodan, SKT	
Radioto'l-qinlar	1 mm dan – 20 m gacha	Yer atmosferasi 1, 4,5, 8 mm va 1 sm dan 20 m gacha to'liqlarda tiniq	Yer yuzidan, Eng katta zanjir (VLA, N'yu Meksiko, AQSh)	Radioteleskop ga o'rnatilgan radiometr

2.2. Nurlanish tarkibi (spektri) ni atom o'tishlar natijasida shakllanishi

2.2.1. Tutash spektrni hosil bo'lishi

a). Issiqlik nurlanish. Yulduzlarni bizga ko'rinadigan tashqi qatlamlarining temperaturasi minglab va o'n minglab gradusgacha yetadi. Bunday temperaturada modda gaz holatda bo'ladi, shuning uchun biz gazlarning tutash spektri bilan tanishib chiqamiz. Ma'lumki, nurlanish fotonlari atomlar yoki molekulalarni yuqori energiyali holatdan past energiyali holatlarga o'tishi natijasida sochiladi. Atom yoki molekulani past energiyali holatdan yuqori energiyali holatga o'tishi uchun ular ma'lum energiyaga ega fotonni, yoki ma'lum energiya parchasini, kvantni, yutishi kerak. Atom va molekulalarni kvant yutib (chiqarib) bir energetik holatdan ikkinchi holatga o'tishlari uch xil bo'lishi mumkin: 1) bog'liq holatdan bog'liq holatga (bir energetik sathdan ikkinchi sathga), 2) bog'liq holatdan ozod holatga (ionlanish) va ozod holatdan bog'liq holatga (rekombinatsiya) va 3) ozod holatdan ozod holatga (elektron energiyasini o'zgarishi). Birinchi turdagi o'tishlar emission (absorbtsion) chiziqlarni beradi va har bir o'tish natijasida ma'lum energiya yutiladi (absorbtsiya) yoki chiqariladi (emis-siya) va bu o'tishlarga qat'iy bir chastota (to'lqin uzunlik) ga mos keladi. Ikkinchi va uchinchi turdagi o'tishlar natijasida, ma'lum, yetarli darajada keng intervaldan chetga chiqmaydigan, ixtiyoriy miqdordagi energiya, demak, chastotalar yoki to'lqin uzunliklarga ega fotonlar sochiladi va bu o'tishlar rekombinatsiya deb ataladi va bunday o'tishlar natijasida, odatda, ion, astrofizik sharoitlarda atomlar ham, ozod elektronlardan birini qabul qiladi va natijada uning ionlanish darajasi bir pog'onaga pasayadi. Bog'langan holatga o'tgan ozod elektron energiyasi nurlanish sifatida atrofga sochiladi. Elektron energiyasi ixtiyoriy bo'lgani uchun sochilgan energiya ham ixtiyoriy bo'ladi. Bunday o'tishlar natijasida sochilayotgan energiya tutash spektrni hosil qiladi.

Ozod elektronning energiyasi ixtiyoriy bo'ladi va u atom yoki ionlar bilan to'qnashganda (atom yoki ion yaqinidan o'tganda)

uning tezligi $(v_2 - v_1)$ ga, demak, energiyasi $\frac{m_e(v_2^2 - v_1^2)}{2} = h\nu$

o'zgarishi mumkin. U zarra maydonida tezlashishi yoki sekinlashishi mumkin. Bu energiya foton sifatida sochiladi. Biroq ma'lum temperadagi manbada ozod elektronlarning energiyasi ma'lum oraliqdan chetga chiqmaydi. Elektron sekinlashganda uni energiyasining bir

qismi $\frac{(m_e v_2^2 - m_e v_1^2)}{2} = h\nu$ kvant sifatida sochiladi. Sochilayotgan bun-

day kvantlar energiyasi ham ixtiyoriy qiymatga ega bo'ladi. Biroq sochilgan energiya ma'lum kenglikdagi oraliqqa (bu oraliqning kengligi manbaning temperaturasiga bog'liq bo'ladi) mos keladi va tutash spektr ko'rinishga ega. Atomlar va elektronlarning to'qnashishi zich gazlarda tez-tez ro'y berib turadi. Shuning uchun zich gaz yetarli darajada intensiv tutash spektr ko'rsatadi. Shunday qilib zich gazlarda atomlar va molekullarni ozoddan bog'liqqa va elektronlarni ozoddan ozodga o'tishlari natijasida tutash spektr hosil qiladi.

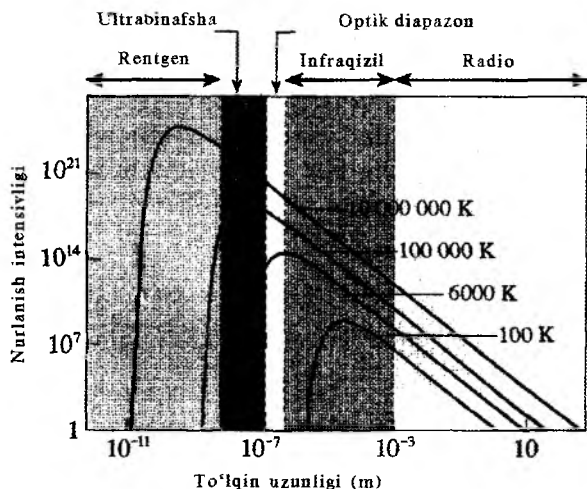
Ma'lumki, qizigan qattiq jismlarning (masalan, elektr lampochkasi simi) va suyuqliklarning spektri ham tutash yoki uzluksiz ko'rinishga ega va u jismni tashkil etgan atomlar hosil qilgan kristalik panjaraning tebranishi va ozod elektronlarni harakati natijasida hosil bo'ladi. Bunday spektrda intensivlik to'liqin uzunlik (λ) yoki chastota

(ν) bo'ylab asta-sekin o'zgarib boradi. Har bir chastotada $h\nu = \frac{hc}{\lambda}$

erg energiyaga ega kvant sochiladi va ular energiyasi bo'yicha uzluksiz ketma-ketlikni hosil qiladi. To'liqin uzunliklari, odatda, angstemlarda ($1\text{\AA} = 10^{-10} \text{ m} = 0,1 \text{ nm}$) beriladi. To'liqin uzunligi $\lambda = 1\text{\AA}$ bo'lgan kvantning chastotasi $\nu = 3 \cdot 10^{18} \text{ gers (gts)}$ ga va energiyasi 10^4 elektronvolt (eV) ga teng. Optik diapazon to'liqin uzunliklari bo'yicha $\lambda = 390 \text{ nm}$ dan $\lambda = 760 \text{ nm}$ gacha bo'lgan oraliqni ishg'ol etadi. Bu dipazonga chastota bo'yicha $\nu = 7,6 \cdot 10^{14} \text{ gts}$ dan $\nu = 3,9 \cdot 10^{14} \text{ gts}$ gacha va energiya bo'yicha esa 3 eV dan $1,6 \text{ eV}$ gacha oraliq to'g'ri keladi. Binafsha nurlar $390\text{--}450 \text{ nm}$, ko'k nurlar $450\text{--}480 \text{ nm}$, havorang — $480\text{--}510 \text{ nm}$, yashil — $510\text{--}570 \text{ nm}$, sariq — $570\text{--}585 \text{ nm}$, to'q sariq yoki zarg'oldoq — $585\text{--}620 \text{ nm}$ va qizil — $620\text{--}760 \text{ nm}$ to'liqin uzunliklari oraliqlarida joylashadi.

b). Spektrda intinsivlikni taqsimlanishining temperaturaga bog'liqligi. Temperatura past bo'lganda spektrda asosan qizil nurlar kuzatiladi va temperatura oshgan sari spektrni tarkibi o'zgarib boshlaydi. Qizil nurlar yonida sariq nurlar, ular yonida yashil, keyin esa, ko'k

va havorang nurlar ham ko'rinaboshlaydilar. Bu jarayonda qizil, sariq, yashil va hokazo nurlarning intensivligi ham ortib boradi (1.4-rasm-ga qarang).



1.4-rasm. Har xil temperaturadagi absolut qora jismning spektrida intensivlikning taqsimlanishi

Bunday spektr **issiqlik nurlanish spektri** deb ataladi va yuqorida ko'rilgan atom o'tishlar natijasida hosil bo'ladi. Issiqlik nurlanish spektrida energiyani to'liq uzunliklar bo'yicha taqsimlanishi manbaning temperaturasiga bog'liq va absolut qora jism uchun u Plank formulasi (1.8) bilan tasvirlanadi. Issiqlik nurlanishni tezliklari Maksvel taqsimoti bilan tasvirlanadigan elektronlar va atomlar chiqaradi.

Tutash spektrni tushuntirishda **absolut qora jism (AQJ)** deb ataladigan ideallashtirilgan, manba kiritildi. Tabiatda bunday jism yo'q. Biroq u ichi termodinamik muvozanatda bo'lgan nurlanish bilan to'ldirilgan va issiqlik o'tkazmaydigan devorlar bilan o'ralgan idish sifatida tasvirlanadi. Idish atrof-muhit bilan issiqlik almashinmaydi, uning kichkina teshigidan chiqayotgan nurlanish AQJ nurlanishi deb sanaladi. Nemis olimi G. Kirxgof bu idishning ichida nurlanishning yutilish koeffitsientini chiqarilish koeffitsientiga nisbati faqat temperatura va chastotaga bog'liqligini kashf etdi. Absolut qora jism spektrida intensivlikni spektr bo'yicha taqsimlanish qonunini M. Plank

(1858-1947) kashf etgan. Absolut qora jism ichida bir *gts* chastota oralig'iga to'g'ri keladigan nurlanish energiyasi zichligi faqat chastotaga va temperaturaga bog'liq. Absolut qora jismning yuza birligidan unga tik yo'nalishda bir steradian fazoviy burchak ichida bir chastota birligi oralig'ida sochilayotgan nurlanishning quvvati

$$I(\nu, T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\exp(h\nu/kT) - 1} \cdot \frac{Vt}{m^2 \cdot Gts \cdot sp} \quad (1.8)$$

Bu formula *T* temperaturadagi absolut qora jism spektrida chastota (ν) bo'yicha quvvatni taqsimlanishini ifodalaydi. $h=6,62 \cdot 10^{-27}$ erg·s – Plank, $k=1,38 \cdot 10^{-16}$ erg/grad – Bol'tsman doimiylari, c – yorug'lik tezligi, \exp – eksponensial funksiya, natural logarifm asosi. Past chastotalarda ($h\nu \ll kT$) yuqoridagi Plank formulasi Reley-Jins formulasi bilan almashtirilish mumkin

$$I(\nu, T) = \frac{2kT}{c^2} \nu^2 \quad (1.9)$$

Energiyaning maksimumi $\lambda_{max} = 29 \cdot 10^6 / T \text{ \AA}$, yoki $\lambda_{max} = 0,29 / T \text{ sm}$ to'lqin uzunlikka to'g'ri keladi. Temperatura ortgan sari λ_{max} kamaya boradi. Million gradusda energiya maksimumi rentgen nurlarga to'g'ri kelsa, ming gradusda uzunligi bir *mkm* bo'lgan to'lqinlarga mos keladi.

Agar (1.8) ni barcha chastotalar bo'yicha, ya'ni 0 dan cheksizgacha integrallasak AQJ dan barcha chastotalarda sochilayotgan yig'indi, yoki to'la energiyani topamiz, u teperaturaning to'rtinchi darajasiga proporsional:

$$\varepsilon(T) = \pi I = \int I(\nu, T) d\nu = \sigma T^4 \quad (1.10)$$

Bu (1.10) qonun Stefan-Bol'tsman qonuni deb ataladi, proporsiallik koeffitsiyenti $\sigma = 5,67 \cdot 10^{-5}$ erg/sm²·s·grad⁴ – Stefan-Bolsman doimiysi deb ataladi.

c). Noissiqlik nurlanish. Biz yuqorida ko'rganimizdek, ozod elektronni atomlar yoki ionlar bilan yaqinlashishi natijasida sekinlashishi tutash spektrda nurlanish sochilishiga sabab bo'ladi. Ozod elektronni sekinlashishi elektr va magnit maydonlarda ham ro'y beradi. Bunday jarayonlar natijasida ham tutash spektrga ega nurlanish sochiladi va u **noissiqlik nurlanishi** deb ataladi.

Quyoshning radionurlanishi quvvati uning optik diapazondagi nurlanishini radio diapazongacha ekstropolyatsiya qilish (cho'zish) natijasida topilgan yoki, Reley – Jins formulasi bo'yicha hisoblangan nurlanish quvvatidan million marta kuchlidir. Bu quvvatli radionurlanish Quyoshning toj qatlamlarida hosil bo'ladi va bu qatlamlarning temperaturasi million gradusga teng. Bu radionurlanish ham issiqlik tabiatga ega, chunki uni ham tezliklari, ular juda katta bo'lsada, Maksvell taqsimoti bilan tasvirlash mumkin bo'lgan elektronlar chiqaradi va spektrda energiyani taqsimlanishi Reley–Jins formulasi (1.9) bilan tasvirlanishi mumkin.

Tojda temperaturasi millionlab (10^7 K) gradusga teng va chastotasi o'zgarib boruvchi radionurlanish ham kuzatiladi. Bu nurlanishda energiyani taqsimlanishi bu chastotalar uchun hisoblangan Reley – Jins taqsimoti (1.9) dan farq qiladi. Chaqnash tarzda ro'y

beradigan bu radionurlanish bosh chastotada ($\nu_1 = \frac{eH}{2\pi m_e c}$) hamda

bir necha, $\nu_2 = 2\nu_1$, $\nu_3 = 3\nu_1$ va boshqalar, girochastotalarda kuzatiladi. Bu tutash radionurlanishni magnit kuch chiziqlariga tirmashib tez harakatlanayotgan elektronlar chiqaradi, chunki unda energiyani taqsimlanishi shunday tezliklarga mos keladi. Relativistik (tezligi yorug'lik tezligiga yaqin) elektron ion maydonida yoki atrof- muhit magnit maydonida tormozlanganda ana shunday spektrga ega nurlanish chiqarishi mumkin. Bunday nurlanish **noissqlik tabiatga** ega va u elektronni ion elektr maydonida yoki atrof-muhit magnit maydonida tormozlanishi natijasida hosil bo'ladi. Agar elektron tezligi yorug'lik tezligidan ancha past bo'lsa, hosil bo'lgan nurlanish **siklotron**, agar elektron tezligi yorug'lik tezligiga yaqin bo'lsa, tormozlanish natijasida hosil bo'lgan nurlanish **sinxrotron nurlanish** deb ataladi. Bunday nurlanishlar birinchi bor tezlatgichlarda (siklotronlarda) kuzatilgan va ularga shunday nomlar berilgan. Darhaqiqat, E energiyaga ega elektron kuchlanganligi H magnit maydon kuch chiziqlariga tik yo'nalishda harakat qilayotgan bo'lsa, u kuch chizig'i atrofida $m_e c^2/E$ chastota bilan aylana boshlaydi va maksimumi $\nu = 5 \cdot HE^2$ Mgts ga teng keng chastotalar oralig'ida radionurlanish sochadi.

Noissqlik tabiatga ega tutash spektrli nurlanishning yana bir turi bu elektromagnit to'lqinlarni relativistik elektronlarda komptoncha

sochilishidir. Bu nurlanish intensivligini chastota bo'yicha pasayishi $I \approx \nu^{-(\gamma-1)/2}$, aynan sinxrotron nurlanishniki singaridir.

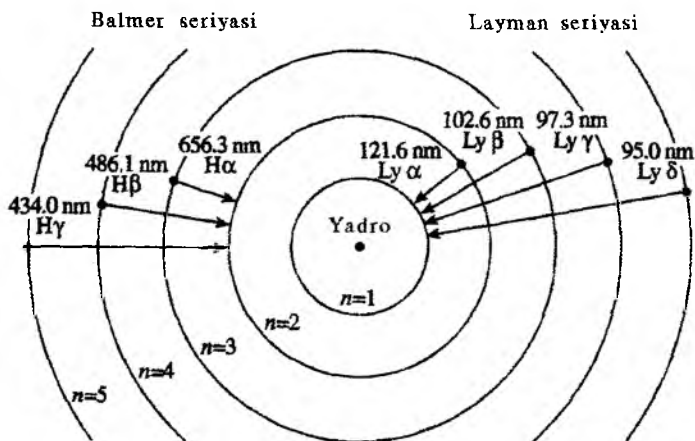
2.2.2. Chiziqli spektrni hosil bo'lishi va intensivligi. Siyrak gazlarda chiziqli spektr kuzatiladi. Quyosh atmosferasida zichlik 10^{-8} g/sm^3 atrofida va gaz tumanliklarda bundan ham kichik. Bunday sharoitlarda atom to'qnashishlari juda kam ro'y beradi. Agar atom nurlanish yutish natijasida asosiy holatdan uyg'ongan holatga yoki past energiyali uyg'ongan holatdagi yuqori energiyali uyg'ongan holatlarga o'tgan bo'lsa bunda u nurlanish yutgan. Atom uyg'ongan holatlarda uzoq (bir necha nanosekundan ko'p) turaolmaydi, u past energiyali holatga qaytadi va energiya chiqaradi. Qaynoq va siyrak yoki yuqori temperaturali nurlanish bilan yoritilgan gazda atomlar energetik holatlar orasida muntazam «raqs»da bo'ladilar va natijada gaz nurlanish sochadi.

Spektral chiziqlar birinchi turdagi, bog'liq holatdan bog'liq holatga o'tishlar natijasida hosil bo'ladi. Quyosh va yulduzlar atmosferasi asosan vodorod (72%) va geliy (27%) atomlaridan tashkil topgan. Atmosferasida temperatura 10 ming gradus bo'lgan yulduzlarning spektrida vodorod atomi chiziqlari eng intensiv bo'ladi. Shu tufayli va spektri sodda bo'lganligi uchun chiziqlarni hosil bo'lish nazariyasini vodorod atomi misolida ko'rib chiqaylik.

a). Vodorod atomi spektral chiziqlari seriyalari. Vodorod atomida elektron ko'plab orbitalarning birortasida bo'lishi va unga mos ravishda vodorod atomi ma'lum energiyaga ega bo'lishi yoki ma'lum energetik holatni (sathni) egallashi mumkin. Energetik sathga mos keladigan energiya W_n bosh kvant soni $n=1, 2, 3, \dots$ orqali quyidagi formula yordamida hisoblanadi

$$W_n = -\frac{13,5}{n^2} eV.$$

Atom boshqa zarra yoki yetarli katta energiyali kvant bilan to'qnashganda u uyg'ongan holatga o'tishi yoki ionlanishi mumkin. Bunda elektron yuqori energiyali orbitaga o'tadi. Elektron yadroga eng yaqin orbitada bo'lganda atom eng kam energiyali holatda bo'ladi. Elektron orbitalari har xil, aylana, har xil eksentristli ellipslar, bo'lishi mumkin. Ularda bo'lgan elektronlarga, demak, atomga turlicha energiya mos keladi. Shuning uchun, atom har xil energiyali sathlarga yoki energetik sathlarga ega bo'ladi deyiladi (1.5-rasmga qarang).



1.5-rasm. Vodorod atomi energetik sathlarining joylashish sxemasi va atom o'tishlar.

Elektron $n=1$ sathdan n -chi sathga o'tishi uchun zarur energiya, $\varepsilon_{in} = W_1 - W_n$, uning uyg'onish potentsiali va ozod holatga o'tishi uchun zarur bo'lgan energiya $\varepsilon_{loc} = \chi_1$ esa, ionlanish potentsiali deb ataladi. Vodorod atomining ikkinchi sathining uyg'onish potentsiali $\varepsilon_{12} = 10,12 \text{ eV}$ ga va birinchi holatdan ionlanish potentsiali $\chi_1 = 13,5 \text{ eV}$ ga teng.

Atomni uyg'ongan holat (k) da bo'lish vaqti $t_k \approx 8,4 \cdot 10^{-11} \cdot k^5 \text{ sek}$ ga teng, ya'ni juda qisqa bo'ladi. Masalan, $k=2$ bo'lsa, $t_2 = 2,7 \cdot 10^{-9} \text{ sek}$ bo'ladi va atom ikkinchi holatdan sakrab birinchi holatga o'tib oladi. Bunda to'lqin uzunligi $\lambda = 121,6 \text{ nm}$ ga teng kvant chiqadi. Ixtiyoriy yuqori sathlar (k) dan pastki sathlar (n) ga o'tishlar natijasida sohiladigan kvantlarning to'lqin uzunliklari

$$\frac{1}{\lambda_{nk}} = \frac{1}{912} \cdot \left(\frac{1}{n^2} - \frac{1}{k^2} \right) \frac{1}{\text{Å}} \quad (1.11)$$

formula (Balmer formulasi) yordamida hisoblanadi ($n=1, 2, \dots$ va $k=2, 3, \dots, n < k$). Ko'plab bunday kvantlar spektral chiziqni hosil qiladi. Barcha yuqori sathlardan berilgan sathga o'tishlar natijasida emission chiziqlar ketma-ketligi (seriyasi, multipleti) hosil bo'ladi. Vodorod atomi uchun $n=1$ bo'lganda bosh, yoki Layman (L_α, L_β, \dots) seriyasi hosil bo'ladi (1.5-rasmni o'ng tomoni). Bu chiziqlar spektr-

ning ultrabinafsha qismida joylashadilar. Ularning to'liq uzunliklari $\lambda=121,6 \text{ nm}$ (L_{α}), $\lambda=102,5 \text{ nm}$ (L_{β}) va hokazo. Layman seriyasi-ning chegarasi $\lambda_s=91,2 \text{ nm}$ ga to'g'ri keladi. Chegara ortida, ya'ni undan qisqa to'liqlar tomonda sochilayotgan kvantlar Layman kontinuumini hosil qiladi va u tutash spektrdan iborat.

Agar $n=2$ bo'lsa, Balmer seriyasi hosil bo'ladi. Bu seriya chiziqlari yorug'lik nurlariga to'g'ri keladi va ularning to'liq uzunliklari $\lambda=656,3 \text{ nm}$ (H_{α}), $\lambda=486,1 \text{ nm}$ (H_{β}) va hokazo (1.5-rasmni chap tomoni). Balmer seriyasi chegarasi $\lambda_s=364,6 \text{ nm}$ ga to'g'ri keladi va chegara orqasida tutash spektrga ega kontinuum joylashadi. Balmer kontinuumi ozod elektronni $n=2$ ga mos keladigan sathga tushishi, yoki atomni shu sathdan ionlanishi natijasida hosil bo'ladi. Agar $n=3$ bo'lsa, Pashen seriyasini beradi va bu seriya chiziqlari spektrning infraqizil qismida joylashadilar.

Quyosh atmosferasining yuqori, nisbatan past temperaturadagi qatlamlarida atom (masalan vodorod atomi) ichki qaynoq qatlamlaridan kelayotgan tutash spektrga ega nurlanishni yutadi va pastki energetik holatdan yuqori holatga o'tadi. Bunday ko'plab o'tishlar natijasida tutash spektr yuzida qora (yutilish) chiziqlar hosil bo'ladi. Bu chiziqlar to'liq uzunliklari bo'yicha emission chiziqlarnikiday Layman, Balmer, Pashen seriyalarini hosil qiladi.

b). O'tish ehtimoli va atomlarni uyg'ongan holatlar bo'yicha taqsimlanishi. Spektral chiziqning intensivligi uni hosil qilgan atomni bir energetik holatdan ikkinchi holatga o'tish ehtimoliga va bunday o'tishlarni bergan atomlarning soniga bog'liq. Atomni bir bog'liq holatdan ikkinchi bog'liq holatga o'tish ehtimoli uni boshlang'ich holatda bo'lish vaqtiga teskari miqdor bilan xarakterlanadi. Elektronni bir sekunda yuqori (k) energetik sathidan pastki (n) sathga boshqa ta'sirsiz, o'z-o'zicha (spontan), o'tish ehtimolini A_{kp} bilan belgilaylik. Vodorod atomi uchun birinchi holatdan ikkinchiga o'tish ehtimoli $A_{21}=4,7 \cdot 10^8 \text{ s}^{-1}$, birdan uchga $A_{31} = 5,5 \cdot 10^7 \text{ s}^{-1}$, ikkidan uchga $A_{32} = 4,4 \cdot 10^7 \text{ s}^{-1}$, $A_{42} = 8,2 \cdot 10^6 \text{ s}^{-1}$ va hokazo. $k \gg 1$ bo'lganda k -nchi sathdan birinchiga o'tish ehtimoli

$$A_{k1} = \frac{1,2 \cdot 10^{10}}{k^5} \text{ s}^{-1} \text{ va } A_{kk-1} = \frac{6 \cdot 10^9}{k^5} \text{ s}^{-1} \quad (1.12)$$

formulalar yordamida hisoblanishi mumkin. Atomning uyg'ongan k -nchi holatda bo'lishi vaqti

$$t_k = \frac{1}{\sum A_{kn}}, s \quad (1.13)$$

ga teng, ya'ni k -nchi sathdan boshqa barcha ($k-1$ dan boshlab) sathlarga o'tish ehtimollari yig'indisiga teskari proporsional miqdordir. Vodorod atomi uchun elektronni $n=2$ sathda bo'lish vaqti

$$t_2 = \frac{1}{A_{21}} = 2 \cdot 10^{-9}, \text{ sek}, n=3 \text{ sathda bo'lish vaqti esa } t_3 = (A_{31} + A_{32})^{-1} = 10^{-8} \text{ sek}.$$

Ehtimoli juda kichik bo'lgan o'tish taqiqlangan o'tish deb ataladi. Shundaylardan biri vodorodning asosiy energetik sathi ($n=1$) da joylashgan. Bu sath bir-biriga juda yaqin ikkita sathga bo'linadi. Ulardan biri atom o'zagi spini bilan elektron spini bir xil yo'nalgan holiga to'g'ri kelsa, ikkinchisi ular qarama - qarshi yo'nalgan holga to'g'ri keladi. Vodorod atomini bu holatlarning biridan ikkinchisiga o'tish ehtimoli $A_{10} = 2,85 \cdot 10^{-15} s^{-1}$ ga teng. Bunday o'tishlar natijasida atom $h\nu$ energiya chiqaradi ($\nu = 1420,4 \text{ Mgts}$ yoki $\lambda = 21,11 \text{ sm}$). Bu ta'qiqlangan chiziq radiodiapazonga to'g'ri keladi.

Kosmik sharoitlarda ko'pgina taqiqlangan chiziqlar kuzatiladi. Nega bu chiziqlar laboratoriya sharoitida kuzatilmaydi? Taqiqlangan chiziqni beradigan sath **metastabil sath** deb ataladi. Atom metastabil holatda uzoq vaqt ($10^{15} s$) bo'lishi mumkin. Atom bunday holatdan ikki xil yo'l bilan chiqishi mumkin: 1) atom shu sathdan ketish uchun yetarli energiyadagi kvantni yutadi yoki, u boshqa zarra (elektron) bilan to'qnashganida zarra o'z energiyasining bir qismini unga beradi. Bunday to'qnashuv **birinchi tur to'qnashuv** deb ataladi; 2) uyg'ongan atom biror zarra (elektron) bilan to'qnashganda, u o'z energiyasidan ajralib qolishi mumkin, bunda atom pastki, kam energiyali holatga o'tadi, biroq nurlanish kvanti chiqarmaydi, uning uyg'onish energiyasini zarra olib ketadi. Bunday to'qnashuvlar **ikkinchi tur to'qnashuvlar** deb ataladi.

Taqiqlangan chiziqlarda kvantlar shunday muhitda sochiladiki ularning zichligi metastabil holatni uyg'otish uchun yetarli, biroq ikkinchi tur to'qnashuvlar orasidagi vaqt atomni metastabil holatda bo'lishi vaqtidan katta bo'lganda taqiqlangan chiziq hosil bo'lishi mumkin. To'qnashishlar chastotasi muhitning zichligiga bog'liq. Zichlik katta bo'lsa to'qnashishlar tez-tez ro'y berib turadi, kichik

bo'lsa, aksincha, atom to'qnashishlar kam uchraydi. Moddaning bunday past zichlikka ($N < 10^{-6} \text{ sm}^{-3}$) ega holati yulduzlararo muhitda, siyrak gaz tumanliklarida va Quyosh tojida kuzatiladi. Laboratoriya sharoitida zichlik shu darajada yuqoriki metastabil sathni uyg'otish jarayonlarini ikkinchi tur to'qnashuvlar yo'qqa chiqaradi.

Bitta atom o'tishi natijasida ajralib chiqqan yoki yutilgan kvantning energiyasi kichik (yorug'lik nurlarida 2-3 eV, 10^{-12} erg) bo'ladi, o'tish ehtimoli katta bo'lsada chiqarilgan yoki yutilgan bu energiya spektrda intensivlik ($\text{erg}/(\text{s}\cdot\text{sm}^2\cdot\text{gts}\cdot\text{sr})$) ni sezilarli darajada o'zgarishini (spektral chiziq) hosil qilolmaydi. Spektral chiziq o'lchaydigan darajada intensivlikka ega bo'lishi uchun, chiziq chastotasida minglab kvantlar hosil bo'layotgan bo'lishi kerak. Buning uchun esa, ko'rilayotgan atom o'tishi boshlanadigan uyg'ongan sathdagi atomlar soni yuzlab ming bo'lishi kerak. Atomlarni uyg'ongan sathlar bo'yicha taqsimlanishini statistik fizika o'rganadi.

c). Bolsman formulasi. Atomni uyg'ongan (B) holatdan asosiy holatga (A) o'tish jarayonini $B \rightarrow A$ deb belgilaylik u holda bunday o'tishga mos keladigan kvantni yutib atom asosiy holatdan (A) uyg'ongan holat (B) ga o'tadi. Bunday jarayonlarni $A \rightarrow B$ deb belgilaymiz. Statsionar yulduz atmosferasi sharoitida $B \rightarrow A$ soni $A \rightarrow B$ lar soniga teng bo'ladi. Bunday sharoit dinamik teng vaznli deb ataladi va hajm birligida i -nchi holatdagi atomlar soni (n_i) asosiy holatdagi atomlar soni (n_1) ga nisbati Bolsman formulasi yordamida ifodalanadi.

$$\frac{n_i}{n_1} = \frac{g_i}{g_1} \exp\left(-\frac{\varepsilon_i - \varepsilon_1}{kT_e}\right), \quad (1.14)$$

bu yerda g – sathning statistik vazni; ε - uyg'onish potentsiali; k – Bolsman doimiysi; T_e – uyg'onish temperaturasi. Vodород atomining ikkinchi sathi uchun

$$n_2/n_1 = 4 \cdot \exp(-117900/T_e).$$

Quyosh atmosferasida $T=5700 \text{ K}$, u holda, $n_2=4,2 \cdot 10^{-9} n_1$, ya'ni vodородning barcha atomlari, amalda, birinchi energetik holatda bo'ladi.

d) Saxa formulasi. Yuqoridagidek A va B orqali atomning neytral va ionlangan holatlarini belgilaylik. Statsionar yulduzda $A \rightarrow B$ o'tish jarayonlari soni teskari $B \rightarrow A$ o'tishlar soniga teng bo'ladi. Ya'ni vaqt birligi ichida hajm birligida ro'y berayotgan ionlashish jarayonlar soni rekombinatsiyalar soniga teng. Bu shartga asoslanib statistik

fizikada Saxa formulasi chiqariladi. Agar hajm birligida ionlar soni n^+ bo'lsa vodorod atomlari uchun

$$n_e \frac{n^+}{n_1} = 2.14 \cdot 10^{15} T^{3/2} \exp(-157200/T_i), \quad (1.15)$$

bu yerda n_e va n_1 hajm birligida elektronlar va neytral atomlar soni; T_i – ionizatsiya temperaturasi. Agar gaz faqat vodoroddan iborat bo'lsa $n_e = n^+$, $n_H + n^+ = n$ hajm birligida ionlar va atomlar soni. Agar gazning ionlanish darajasini $x = n^+/n$ bilan belgilasak, u holda,

$$\frac{x^2}{x-1} = \frac{2.24 \cdot 10^{15}}{n} T^{3/2} \exp(-157200/T_i). \quad (1.16)$$

Quyosh atmosferasining pastki qatlamlarida $T=5700^\circ K$ va $n=10^{16} \text{ sm}^{-3}$, u holda, $n^+=0,0004 \cdot n$, ya'ni vodorod deyarli ionlanmagan. Biroq atmosferaning yuqori qatlamlarida $T=10000^\circ K$, $n=10^{12} \text{ sm}^{-3}$ va $n^+=0,2 \cdot n$ ya'ni 20% vodorod atomlari ionlangan.

e). Spektral chiziqlarning kengligi va siljishi. Agar nurlanish manbai yoki kuzatuvchi kuzatish chizigi (nuri) bo'yicha V_1 tezlik bilan harakat qilayotgan bo'lsa, u holda, kuzatuvchi manba sochayotgan λ_0 to'liq uzunlikdagi nurlarni λ uzunlikda qayd qiladi. To'liq uzunligini o'zgarishi $\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0$ harakat tezligiga bog'liq, $\Delta\lambda/\lambda_0 = V/c$ va bu hodisa Doppler-Fizo effekti deb atlatadi.

Spektral chiziqning tabiiy kengligi uni hosil qilgan energetik sathlarning kengligi (ΔE) ga va atomni shu sathda bo'lish vaqti (Δt) ga bog'liq. Geyzenberg noaniqligiga asosan

$\Delta E \cdot \Delta t \geq h$, bu yerda h – Plank doimiysi.

$$\Delta E = d(h\nu) = \frac{hc}{\lambda_0^2} d\lambda, \text{ yuqoridagi tengsizlikka qo'ysak, } \Delta\lambda = \lambda_0^2/c \cdot \Delta t.$$

Agar $\Delta t = t < 10^{-8} \text{ sek}$ ekanligi hisobga olinsa, u holda, vodorod atomi H_α chizig'ining tabiiy kengligi $\Delta\lambda = 0.00001 \text{ nm}$. Bu juda kichik miqdor. Biroq vodorod spektral chiziqlarining kuzatishlardan topilgan kengliklari tabiiy kenglikdan yuzlab, hatto minglab marta katta bo'ladi.

j) Chiziqning lorenscha profili. Spektral chiziqni kengaytiradigan bir necha effekt mavjud. Shulardan biri atomlarni o'zaro to'qnashishlaridir. Moddaning zichligi yuqori bo'lsa, atomlar bir-birlari bilan tez-tez to'qnashib turadilar. Agar bunday to'qnashish atom bir holatdan ikkinchi holatga o'tayotgan paytda ro'y bersa,

chiqarilayotgan yoki yutilayotgan energiya to'qnashish bo'lmagan paytdagi shunday o'tish energiyasidan biroz ko'proq yoki kamroq bo'lishi mumkin. Atomlarni uyg'ongan holatda bo'lish vaqtlari to'qnashuvlar orasidagi vaqt bilan belgilanadi. Ya'ni $\Delta t = \Delta t_{to'q}$ va chiziqning kengligi endi quyidagi formula bilan hisoblanadi.

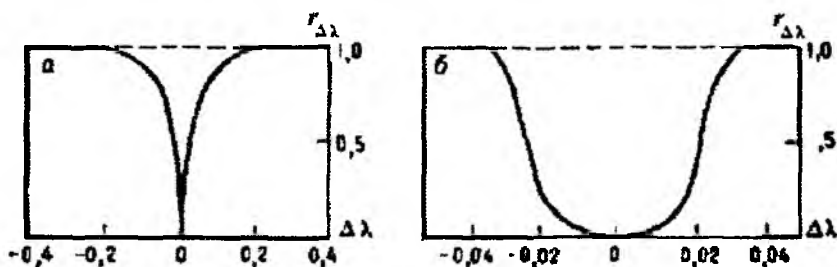
$$d\lambda = \frac{\lambda_0^2}{c \cdot \Delta t_{to'q}}, \text{ u holda, chiziq ichida intensivlikni o'zgarishi,}$$

yoki chiziqning profili quyidagi funksiya ko'rinishida bo'ladi,

$$I_\lambda \approx \frac{1}{(\lambda - \lambda_0)^2} \quad (1.17)$$

bu yerda λ - to'qnashish paytida, λ_0 - to'qnashish bo'lmagan paytda chiqarilgan (yutilgan) kvant to'lqin uzunliklari, $\lambda = \lambda_0$ kvant to'lqin uzunligini to'qnashishlar natijasida o'zgarishi. Spektral chiziq to'qnashuvlar natijasida kengayadi va bu kengayish yuqorida keltirilgan Lorens formulasi (1.17) yordamida ifodalanadi.

g). Chiziqni dopplercha profili. Agar nurlanish manbai, ya'ni atom, kuzatish chizig'i bo'yicha v_r tezlik bilan harakat qilsa, u holda, kuzatuvchi manba sochayotgan λ_0 to'lqin uzunlikdagi nurni λ uzunlikda qabul qiladi. To'lqin uzunligini o'zgarishi $\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0 = v_r \cdot \lambda_0 / c$ harakat tezligi (v_r) ga bog'liq va u **Doppler effekti** deb ataladi. Bu yerda c - yorug'lik tezligi. Agar $\Delta\lambda > 0$ bo'lsa, $\lambda > \lambda_0$, bo'ladi, ya'ni harakatlanayotgan manba chizig'ining to'lqin uzunligi qo'zgalmas manbanikidan katta, demak, u spektrning qizil qismi tomon siljigan bo'ladi (**qizilga siljish**). Bu hol manba kuzatuvchidan uzoqlashayotganda ro'y beradi va $v_r > 0$. Agar $\Delta\lambda < 0$ bo'lsa, manba kuzatuvchiga



1.6-rasm. Spektral chiziq profili: absissa o'qi bo'ylab chiziq markazidan masofa, ordinate - nisbiy intensivlik. a) lorentscha, b) dopplercha.

yaqinlashayotgan va $v_r < 0$ bo'ladi. Agar $v_r = 10 \text{ km/s}$ bo'lsa, u holda, vodorodni H_α chizig'ining qizil tomonga siljishi $\Delta\lambda = 0,022 \text{ nm}$ ga teng bo'ladi. Bunday siljish miqdori to'liqin uzunligi ($656,3 \text{ nm}$) bilan solishtirganda kichik miqdor, biroq chiziqning kengligi ($0,2 \text{ nm}$) bilan solishtirganda yetarli darajada katta miqdordir.

Chiziqni hosil qilayotgan atomlar har xil tezliklar bilan betartib harakat qiladilar. Atomlarni bunday issiqlik harakat tezliklari taqsimoti Maksvell formulasi yordamida ifodalanadi. Betartib harakatdagi atomlarning asosiy qismini tezligi $-V^* < V < V^*$ oraliqda bo'ladi.

$$V_* = \sqrt{\frac{2kT}{m}}$$

V tezlikdagi atom chiqarayotgan kvantning to'liqin uzunligi qo'zg'almas atom chiqarayotgan kvantnikiga nisbatan $\Delta\lambda = V\lambda/c$ ga siljigan bo'ladi. Natijada harakatdagi minglab atomlar chiqarayotgan kvantlar hosil qilgan spektral chiziq kengayadi. Bunday kengayish Doppler effekti tasirida yoki **dopplercha kengayish** deb ataladi. Tezliklari $\pm V^*$ oraliqda joylashgan atomlar hosil qilgan chiziqning dopplercha kengayishi

$$\Delta\lambda_d = \frac{V_*}{c} \lambda_0 = \frac{\lambda_0}{c} \sqrt{\frac{2kT}{m}} \quad (1.18)$$

ga teng.

Siyrak gazning betartib issiqlik harakatdagi atomlari hosil qilgan spektral chiziqning profili, yani chiziq ichida intensivlikni taqsimlanishi, Gauss formulasi bilan ifodalanadi.

$$I_\lambda \approx \exp(-mV^2 / 2kT) \quad (1.19)$$

Shunday qilib, spektral chiziqlarning profiliga ko'ra ularni hosil qilayotgan manbaning ayrim fizik ko'rsatkichlarini va u yerda bo'layotgan jarayonlar to'g'risida ma'lumot olish mumkin. Modda zichligi yuqori va optik qalin muhitlarda chiziq profili Lorents (1.17) formulasi bilan tasvirlansa, zichligi past va optik yupqa muhitda uni Gauss (1.19) formulasi tasvirlaydi.

2.2.3. Ko'p marta ionlangan atomlarning emission chiziqlari.

Quyoshning uzoq ultrabinafsha ($10 < \lambda < 100 \text{ nm}$) va rentgen ($0,01 < \lambda < 10 \text{ nm}$) spektrida ko'p marta ionlangan (masalan, FeX , $FeXV$ va hatto $FeXXVI$) atomlarning emission chiziqlari kuzatiladi. Bu chiziqlar Quyoshning toj qatlamlarida (bu qatlamlarning tem-

peraturasi millionlab gradus kelvinga teng) ionlarning yadrolari yaqinida joylashgan K - qobig'ida yuqori energiyali sathdan past energiyali sathga o'tish natijasida hosil bo'ladi. Geliy ioni $HeII$, uglerod ioni SVI va temir ioni $FeXXVI$ vodorodsimon ion bo'lib, bu ionlar yadrosi atrofida bittadan elektron aylanadi. Bu ionlarning energetik sathlari vodorod atomini singari va ion o'tishlariga Balmer formulasi (1.11) ni Z^2 ga ko'paytirib qo'llash mumkin.

$$\frac{1}{\lambda_{kn}} = \frac{Z^2}{912} \left(\frac{1}{n^2} - \frac{1}{k^2} \right) \quad (1.20')$$

Masalan, $HeII$ ionining ($Z=2$) birinchi uyg'ongan ($k=2$) holatdan asosiy holatga ($n=1$) o'tishi natijasida hosil bo'ladigan $HeII$ rezonans chizig'ining to'lqin uzunligi $\lambda_{12}=30,4 \text{ nm}$ (chetki ultrabinafshada), CVI ionining ($Z=6$) bunday o'tish natijasida hosil bo'lgan rezonans chiziqning to'lqin uzunligi $\lambda_{12}=3,3 \text{ nm}$ (bu yumshoq rentgenda), $FeXXVI$ ionining ($Z=26$) shunday rezonans chizig'ining to'lqin uzunligi $\lambda_{12}=0,05 \text{ nm}$ (bu qattiq rentgenda) da kuzatiladi. Quyoshning chetki ultrabinafsha va rentgen spektrida bu emission chiziqlar kuzatiladi. Quyosh spektrining yashil qismida $FeXIV$ ga tegishli o'tish qoidalari bo'yicha taqiqlangan (atom o'tish ehtimoli juda kichik) spektral chiziq $\lambda=530,3 \text{ nm}$ kuzatiladi. Bu chiziqlar nurida Quyoshni kuzatish toj tuzilmalarining strukturasi-ni, ularda ro'y berayotgan jarayonlarni o'rganishga imkon beradi. Bunday chiziqlar qaynoq tumanliklarda ham kuzatiladi.

Savollar

1. Gazlarning tutash spektri qanday hosil bo'ladi?
2. Issiqlik va noissiqlik tabiatga ega nurlanish nima?
3. Atom spektral chiziqlar qanday hosil bo'ladi?
4. Spektral chiziqning intensivligi nimalarga bog'liq?
5. Atomlarni uyg'ongan holatlar bo'yicha taqsimlanishi qanday taqsimotga bo'ysunadi?
6. Spektral chiziqlarning profili nima va uning shakli qanday ko'rinishga ega bo'lishi mumkin?
7. Spektral chiziqning tabiiy kengligini nima belgilaydi va u real sharoitlarda qanday effektlar tasirida kengayadi.?
8. Vodorodsimon ionlarning Layman va Balmer seriyalarini hisoblab bering.

II BOB. ASTROFIZIK TEKSHIRISH VOSITALARI

2. Optik teleskoplarning asosiy ko'rsatkichlari

2.1. Astrofizik tekshirishlarning xususiyatlari

Astrofizik tekshirishlar osmon yoritqichlarining xususiyatlaridan chiqqan holda kuzatish asboblari yaratishni taqozo etadi. Osmon yoritkichlari har xil yorug'likka ega. Ularning yoritishi egallagan interval kengligi bir necha ming milliard birlikni tashkil etadi. Quyoshning ko'rinma yulduziy kattaligi $m_0 = -26,8^m$ bo'lsa, tim qorong'i tungi osmon bir yoy minuti kvadrat yuzasining yorug'ligi $m^{oc} = 13^m,50$ (Quyosh yuzining oydinligi 150000 stilb va tim qorong'i osmonniki 10^{-8} sb). Astrofizik tekshirishlarning rivojlanishi yana ham xira manbalarni kuzatishni taqozo etadi.

Ko'pchilik yulduzlarning yorug'ligi deyarli o'zgarmaydi, o'zgaranda ham sekin o'zgaradi. Astrofizik tadqiqotlarda fizik laboratoriyadagi singari yorug'lik manbalari nurlanish quvvatini xohlagancha o'zgartib bo'lmaydi. Ular qanday yorug'lik sochsalar, shunday holda ularni qabul qilishga to'g'ri keladi. Biroq yulduzlar nurini yig'ish va yorug'roq yulduz tasviri hosil qilish mumkin. Buning uchun qo'yilgan masalalardan chiqqan holda nur yig'uvchi va tahlil qiluvchi asboblari yaratish kerak bo'ladi.

Astrofizik tekshirishlarning rivojlanish tarixiga nazar tashlasak, tekshirish asboblari (teleskoplar, nurlanish priyomniklari) mukammallashib, kattalashib va sezgirlashib borayotgani natijasida yangi yangi kashfiyotlar qilinayotganini ko'ramiz. Teleskop yasashda uni sifatli bo'lishi uchun maxsus shartlar qo'yiladi. Masalan, yulduz tasvirini olaylik. Yulduzlar nuqtaviy nurlanish manbalaridir, ya'ni yulduz tasviri juda kichik (burchak kattaligi 0,1 yoy sekundidan kichik) bo'ladi. Teleskopning fokal tekisligida uning tasviri qancha kichik (ideal holda matematik nuqta shaklida bo'lishi kerak) bo'lsa, tasvir shuncha yorug' bo'ladi. Biroq eng sifatli teleskoplarda ham yulduz tasviri kichik gardishcha shaklida bo'ladi, uni yana ham

kichraytirib bo'lmaydi. Buning obyektiv sabablari va o'tib bo'lmaydigan jihatlari bor. Teleskopning loyihasi chizilayotganda ana shu obyektiv sabablar va chegaralanishlar nazarda tutiladi. Yuqori sifatli teleskop yasashda qator qiyinchiliklar borki, ularni to'la yechib bo'lmaydi.

Quyida biz teleskopning asosiy ko'rsatkichlari, kamchiliklari va ularni kamaytirish yo'llari bilan tanishamiz.

Teleskop yordamida mashaqqat bilan yig'ilyotgan nurlanish oqimini oqilona metodlar bilan o'lchash va tahlil qilish kerak bo'ladi. Buning uchun maxsus yasalgan nurlanish priyomniklari (nurlanishni qayd qiluvchi asbob) qo'llashga, kuchli kosmik "shovqin" ichidan bizga kerakli yulduzning kuchsiz nurini, yoki "ovozini", ajratib olishga to'g'ri keladi. Bu jihatdan astrofizik tekshirishlar fizik laboratoriyada bajariladigan tadqiqotlardan keskin farq qiladi.

Astrofizik tekshirish obyektlarining nurlanishi keng spektral diapazonni (1-jadval) o'z ichiga olishi mumkin. Obyekt to'g'risida to'la va aniq ma'lumotlar uning spektrini barcha qismlari (gamma nurlardan to radionurlanishgacha) ni tekshirishdan olinishi mumkin. Bunday tekshirishlar maxsus asboblarda qo'llashni taqozo etadi. Keyingi boblarda biz astrofizik tekshirishlarda qo'llaniladigan yordamchi asboblarda va nurlanish priyomniklari bilan tanishamiz.

2.2 Teleskopning asosiy ko'rsatkichlari

Teleskopni astronomik kuzatishlarda qo'llashdan maqsad osmon yoritqichidan kelayotgan keng parallel nur dastasini yig'ish va yuqori sifatli tasvir hosil qilishdir. Nur yig'uvchi sifatida qabariq linza yoki botiq ko'zgu qo'llanishi mumkin. Linzali teleskop **refraktor**, botiq ko'zgu teleskop **reflektor** deb ataladi.

Refraktorning nur yig'uvchi qismi — obyektivi - bitta yoki bir nechta (to'rttagacha) har xil navdagi (filint, kron) shishadan yasalgan va har xil sirtga (qabariq, botiq, yassi) ega linzalardan iborat bo'lishi mumkin. Obyektivning markazidan uning sirtiga tik holda o'tuvchi chiziq, yoki nur teleskopning **optik o'qi** deb ataladi.

Reflektorning nur yig'uvchi qismi **bosh ko'zgu** deb ham ataladi. U issiqlikdan kengayish koeffitsiyenti kam, yengil va mustahkam shisha navidan (zerodur, sitall) botiq (qabariq) parabolik (giperbolik) shaklda yasaladi va sirtiga bir tekis vakuumda bug'latilgan

alyumeniy qatlam (1-2 nm) yotqiziladi. Vaqt o'tishi bilan bu qatlam alyuminiyning oksidlanishi tufayli 10 martagacha qalinlasha baradi. Bunday ko'zgu unga tushgan nurning 90% ni qaytaradi. Botiq parabolik ko'zguning sirti, parabola (geometrik egri chiziq) ni o'z o'qi atrofida aylanishi natijasida hosil bo'ladigan, geometrik sirtga o'xshash bo'ladi.

Obyektiv va bosh ko'zgu aylana gardish shaklga ega va uning diametri D bo'lsin. Obyektivga tushgan parallel nurlar (yulduzlar nuri shunday bo'ladi) undan o'tayotganda sinadi (yoki bosh ko'zgudan qaytganda o'z yo'nalishini o'zgartiradi) va yo'nalishini o'zgartirib uning fokal tekisligida (Σ) kesishadi (yig'iladi) va manba (obyekt) ning tasvirini hosil qiladi (2.1-rasm). Fokal tekislikni obyektivdan uzoqligi uning **fokus masofasi** (F) deb ataladi. Fokal tekislik optik o'qqa perpendikulyar bo'ladi va unda predmet yoki yorug'lik manbainning to'ntarilgan tasviri hosil bo'ladi. Agar fokal tekislikka fotoplastinka o'rnatilsa, u holda, yoritqich (yoki obyekt) larning, osmon yoritqichlarining suratini olish mumkin.

2.2.1 Teleskopning fokal tekisligida tasvirning masshtabi. Fokal tekislikda obyekt tasvirining kattaligi obyektivning fokus masofasiga bog'liq. Agar α yoritqichning burchakiy ko'rinma kattaligi bo'lsa, ya'ni u α burchak ostida ko'rinsa, u holda F fokus masofali teleskopning fokal tekisligida uni tasvirining chiziqiy kattaligi $l = F \operatorname{tg}(\alpha)$ ga teng bo'ladi va uni α ga nisbati tasvirning masshtabini belgilaydi. Tasvirning masshtabi, bu tasvirda bir mm uzunlikka necha gradus (yoy minuti, yoy sekundi) osmon sferasi yoyi to'g'ri kelishini ko'rsatadi. Odatda, osmon yoritqichlarining burchakiy kattaligi yoy minutlari va sekundlarda beriladi va α kichik bo'lganda tangensni (tg) radianlarda ifodalangan α burchak bilan almashtirish mumkin, ya'ni $\operatorname{tg}(\alpha) = \alpha'/3438 = \alpha''/206265$. Bu kasrlarning suratida α mos ravishda burchakiy minutlar (α') va sekundlar (α'') da, maxrajida esa, bir radianda yoy minutlari va sekundlari soni keltirilgan.

Tasvirning chiziqiy kattaligi $l = F \cdot \alpha'/3438$ yoki $l = F \cdot \alpha''/206265$.

Tasvirning masshtabi

$$l/\alpha' = F/3438 \text{ yoki } l/\alpha'' = F/206265, \quad (2.1)$$

va birligi $mm/yoy\ minuti$, yoki $mm/yoy\ sekundi$. Agar yoritqichning burchakiy kattaligi $\alpha = 1'$ bo'lsa, u holda uni tasvirining chiziqiy kattaligi $l = F/3438\ mm$ bo'ladi ($F\ mm$ larda). Masalan, O'zFA As-

tronomiya institutining normal astrografida (yulduzlar osmonini suratga oladigan teleskop) tasvir masshtabi bir mm/yoy minuti, ya'ni osmondagi bir yoy minuti tasvirda bir mm uzunlikka ega bo'ladi. Masalan, Oy gardishining burchak kattaligi $\alpha=30'$ ga teng, fokus masofasi $F=100\text{ mm}$ bo'lgan teleskopda Oy tasvirining chiziqiy kattaligi $l=9\text{ mm}$, demak, tasvir masshtabi $9/30\text{ mm/yoy min}$.

Teleskopning fokus masofasi uning yaqinlashtirishi (kattalash-tirishi) ni belgilaydi. Astronomik kuzatishlarda qo'llaniladigan teleskoplarda yoritqich yorug'ligini o'lchash obyektiv hosil qilgan uning tasviri ustida bajariladi. **Yulduzning tasviri**, bu undan kelayotgan va obyektidan o'tayotganda yo'nalishini o'zgartirishi (sinishi yoki aks qaytishi) tufayli yig'ilayotgan va kesishayotgan nurlarning ko'ndalang kesimidir. Agar teleskop fokal tekisligidan yoritqichga qarasangiz, yarqirab turgan gardishni ko'rasiz. Bu berilgan yoritqich tomonidan yoritilgan teleskop obyektividir. Tasvirni ko'rish uchun yana bitta linza kerak bo'ladi. U **okulyar** deb ataladi. Okulyar yordamida tasvirni kattalashtirib ko'rish mumkin.

2.2.2. Teleskopning asosiy ko'rsatkichlari. Optikadan ma'lumki, optik tizim sirti ko'rinadigan yorug'lik manbaiming tasvirini tuzayotib uning sirt yorug'ligini yoki ravshanligini ko'paytirmaydi, balki aksincha, optik sirtlardan aks qaytishda fizik yo'qotish, linza ichida yutilish tufayli uni kamaytiradi. Tasvirning sirt yorug'ligi teleskopning fokus masofasi (F) ga teskari proporsional ravishda kamayadi. Shuning uchun $\varphi=1/F$ linzaning **optik kuchi** deb ataladi.

Astronomiyada osmon yoritqichi tasvirining ravshanligi emas, balki yorug'lik o'lchaydigan asbob=fotometrning nur sezuvchi qatlamida (teleskopning chiqish teshigida) u hosil qilayotgan yoritilganlik, yoki nur sezuvchi qatlamga tushayotgan nurlanish oqimi o'lchanadi. Bunda teleskop obyektivining diametri (D) muhim rol o'ynaydi. Obyektivning diametri qancha katta bo'lsa teleskop shuncha ko'p nurlanish oqimi (Φ) yig'adi.

$$\Phi = E \cdot S = \pi E \cdot D^2 / 4 \quad (2.2)$$

bu yerda E – yoritqich tomonidan teleskop obyektivining yoritilganligi, S – obyektivning yuzasi. Shuning uchun teleskop obyektivining diametri (D) va fokus masofasi (F) uning asosiy ko'rsatkichlari hisoblanadi. Obyektiv diametrini uning fokus masofasiga nisbati $A = D/F$, teleskopning **aperturasi**, yoki nisbiy kirish tuynagi

(teshigi) deb ataladi. Sirti ko'rinadigan osmon yoritqichlari (Oy, sayyoralar) teleskopning fokal tekisligida hosil qilayotgan yoritilganlik $E'=(D/F)^2=A^2$. Bu erda A^2 teleskopning optik quvvatini belgilaydi. Umuman olganda D diametrli teleskopning **optik quvvati** deb bu teleskop oddiy, qurollanmagan, ko'zga qaraganda beradigan foydaga aytiladi. Biroq odatda teleskopning **yorug'lik kuchi** deganda A nazarda tutiladi. Eng katta yorug'lik kuch 1:1 bo'ladi va bunda obyektivning diametri uning fokus masofasiga teng. Biroq bunday obyektivni yasash ancha mashaqqatli ish.

Yulduzlar nuqtaviy yorug'lik manbai bo'lganliklari uchun, ularni yaqinlashtirishning (kattalashtirishni) foydasi yo'q, bundan ko'rinib turibdiki A qancha kichik bo'lsa, teleskop shuncha ko'p yorug'lik kuchiga ega bo'ladi. A ning qiymati nisbat sifatida beriladi. Astrometrik o'lchashlarda tasvirning masshtabi muhim rol o'ynaydi, shuning uchun astrograflarda $A=1:10$, ya'ni ularning fokus masofasi obyektiv diametridan o'n marta katta bo'ladi. Astrofizik tekshirishlarda yorug'lik oqimi hal qiluvchi rol o'ynaydi, shuning uchun reflektorlarda $A\approx 1:3$, ya'ni obyektiv fokus masofasi uning diametridan uch marta atrofida katta bo'ladi. Juda katta optik kuchga ega teleskop yasash qiyin, chunki bunday hollarda obyektiv nuqson (aberatsiya) lari ham A^3 va A^2 ga proporsional ravishda kuchayadi. Bu masalaga keyinroq qaytamiz. Hozir esa, kuzatishlarga teleskop qo'llash qanday yutuq beradi, shuni ko'raylik.

2.2.3 Teleskopning kuchaytirishi (optik quvvati). Teleskopsiz ko'z bilan kuzatganda yulduzdan kelayotgan parallel nur dastasining ko'z qorachig'i diametriga ($d\approx 2-5$ mm) teng diametrga ega yuzadan o'tayotgan qismigina sezgi (taassurot) hosil qilishda ishtirok etadi. Obyektiv diametri D bo'lgan teleskop orqali kuzatilganda teleskop teshigi (obyektiv) dan o'tayotgan barcha nurlar taassurot hosil qilishda ishtirok etadi (yuqorida teleskopning fokal tekisligidan yoritqichga qaralganda yorug' gardish (obyektiv) ni ko'ramiz deb ta'kidlangan edi).

Astrofizik o'lchashlar teleskopning fokal tekisligida hosil bo'lgan yoritqichning tasviri ustida olib boriladi. Teleskopning fokal tekisligida yulduzning tasviri juda kichik, ideal sharoitda teleskopning kirish teshigidan (obyektiv) o'tayotgan nuqtasimon manbaning difraksion tasviridan iborat, bo'ladi. Bunday yulduz tasvirining yorug'ligini o'lchashda, tarixiy an'ana bo'yicha, u boshqa, shun-

day tasvir bilan solishtirib o'lishgan. Nurlanish priyomniklarini astronomik kuzatishlarga qo'llash osmon yoritqichlari yorug'ligini o'lchash texnologiyasiga o'zgartirish kiritishga sabab bo'ldi. Teleskop yordamida yoritqich tasvirida yig'ilgan nurlanish oqimi priyomnikning nur sezuvchi qatlami sirtiga tushiriladi. Bu amal maydon linzasi deb ataladigan va teleskopning fokal tekisligi orqasiga o'rnatiladigan linza yordamida bajariladi. Maydon linzasi priyomnikning nur sezuvchi sirtiga osmon yoritqichi yoritib turgan teleskopning kirish teshigi (obyektivi) tasvirini tushiradi. Shunday qilib, teleskop orqali o'lchashlarda ham biz yoritilganlikni o'lchaymiz. Bu safar yoritilganlik $(D/d)^2$ marta kuchaygan bo'ladi. Bu erda d priyomnikning nur sezuvchi qatlamining diametri.

Teleskop yordamida kuzatishdan olingan yutuq $(D/d)^2$ marta katta bo'ladi, ya'ni $E_0/E_T = (D/d)^2$. Agar teleskopsiz ko'zda $m_0 = 6^m$, teleskopda ko'rinadigan eng xira yulduzning yulduziy kattaligi m_T bo'lsa, u holda, Pogson formulasiga (1.4) asosan

$$m_T - m_0 = 2.5 \cdot \lg(E_0 / E_T) = 2.5 \cdot \lg(D/d)^2 \text{ yoki} \\ m_T = m_0 + 5 \cdot \lg(D/d), \quad (2.3)$$

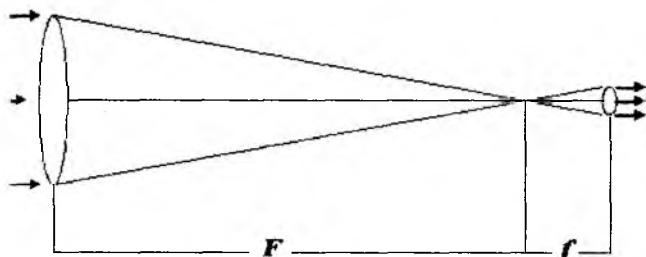
Kechasi ko'z qorachig'ining diametri $d=6$ mm gacha kengayadi, agar D ham mm larda berilsa, u holda

$$m_T = 6^m + 5 \cdot \lg(D) - 5 \cdot \lg 6 = 2.1 + 5 \cdot \lg(D).$$

Maktab teleskopi obyektivining diametri $D=100$ mm va fokus masofasi $F=1000$ mm va bunday teleskopda $m_T=12,1^m$, ya'ni o'n ikkinchi kattalikkacha bo'lgan yulduzlarni ko'rish mumkin. Musaffo va tim qora tungi osmonda oddiy ko'zga bir vaqtning o'zida qo'rinadigan yulduzlar soni 3000 ta bo'lsa, maktab teleskopi bunday sharoitlarda 200000 yulduzni ko'rishga imkon beradi.

Agar teleskop vizual (ko'z bilan) kuzatishlarga mo'ljallangan bo'lsa, unda yana bitta linzacha qo'llaniladi. Bu linza obyektiv fokal tekisligi (Σ) orqasiga shunday qo'yiladiki, uning fokusi obyektivning fokal tekislikda (Σ) yotishi kerak (2.1-rasm). Bu linzacha (odatda ikkita linzachadan iborat optik sistema) **okulyar** (ko'z) deb ataladi. Okulyardan chiqqan nurlar parallel bo'ladi va ko'z qorachiga tushadi. Okulyar shunday bo'lishi kerakki, obyektivdan o'tgan nurlarning barchasi undan ham o'tish kerak. Obyektivdan (u teleskopik sistemaning **kirish qorachig'i** deyiladi) o'tgan nur dastasi teleskopik sistema (obyektiv+okulyar) ning chiqish qorachigi (d) dan o'tish

shart. Chiqish qorachigi ko‘z qorachigidan (δ) katta bo‘lmasligi kerak. Shundagina ko‘z bilan (visual) kuzatishlarda teleskopik sistema effektiv ishlaydi.



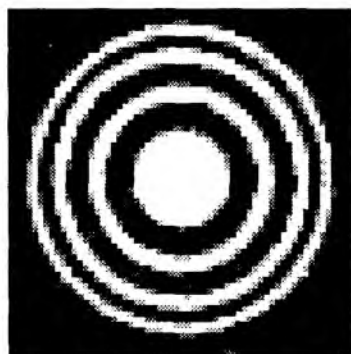
2.1-rasm. Linzali vizual teleskopda yulduzdan kelayotgan parallel nur dastasining yo‘li. Chapdagi katta cho‘zinchoq aylana obektiv, o‘ngdagi kichik cho‘zinchoq aylana okulyar.

Okulyar teleskopning kattalashtirishini kuchaytiradi. Vizual teleskopning kattalashtirishi $K = F/f = D/d$. Bu yerda f , d – okulyar-ning fokus masofasi va diametri. Vizual kuzatishlarda d ko‘z qorachig‘ining diametriga (δ) teng bo‘lishi maqsadga muvofiqdir. Bunday teleskopning kattalashtirishi (K) **teng qorachig‘iy** deb ataladi, $K = D/\delta$ va u effektiv ishlaydi, unda qo‘llaniladigan okulyar-ning fokus masofasi $f = F/K$. Yuqoridagi nisbatdan ko‘rinib turibdiki, berilgan teleskopda f qancha kichik bo‘lsa, uning kattalashtirishi shuncha kuchli bo‘ladi, bu holda obyektivdan kirgan nurlar-ning ma‘lum qismi taassurot hosil qilishda ishtirok etmaydi. Atmosfera tinch bo‘lganda kattalashtirishni $K = 2D$ gacha yetkazish mumkin. Bu yerda D obyektiv diametri mm larda. Notinch atmosfera (bertartib shamollar ta‘sirida atmosfera zichligini, demak atmosferaning sindirish koeffitsiyentini, o‘zgarib turishi tufayli) tasvirni titrashiga sababchi bo‘ladi va uni buzadi, shuning uchun kattalashtirish odatda 500 dan oshirilmaydi.

Teleskopning ko‘rish maydoni (okulyar orqali ko‘rinadigan osmon qismi) ning diametri kattalashtirishga bog‘liq va burchakiy minutlarda $N = 2000'/K$ ga teng. Teleskopda Oy gardishini ($30'$) to‘la ko‘rish uchun $K < 60$ bo‘lishi, ya‘ni kattalashtirish 60 martadan oshmasligi kerak.

Vizual teleskopda qo'llaniladigan okulyarlarning bir necha turi mavjud. Shulardan eng ko'p qo'llaniladiganlari Gyugens va Ramsdan okulyarlaridir. Ular ikkita, bir tomoni qabariq ikkinchisi tekis linzalardan iborat bo'ladi. Linzachalarning biri (obyektiv tomondagisi) katta, ikkinchisi esa kichik bo'ladi va Gyugens okulyari qo'llanilganda teleskopning fokal tekisligi okulyar ichida, linzalar orasida bo'lsa, Ramsden okulyari qo'llanilganda - uning oldida bo'lishi kerak. Gyugens okulyari ichida *mm* shkalali chizg'ich chizilgan tiniq shisha plastinka o'rnatiladi, yoki bir-biriga tik joylashgan ikkita ingichka ip tortib qo'yilgan bo'ladi.

2.2.4. Teleskopning ajrata olish kuchi. Ideal teleskop ham yulduz tasvirini nuqta shaklida emas, balki, ma'lum diametrga ega gardishcha shaklida hosil qiladi. Buning birinchi sababi yorug'lik difraksiyasi hodisasidir. Tinch atmosfera sharoitida yulduz tasviri halqalar bilan o'ralgan kichkina gardishcha shaklida (2.2-rasmga qarang) bo'ladi. Bu, nuqtaviy yorug'lik manbai (yulduz) nuri teleskopning kirish teshigi (obyektivi) da hosil qilgan difraksion manzaradir. Teleskopning obyektivi qancha katta bo'lsa, gardishcha diametri shuncha kichik bo'ladi va u teleskopning ajrata olish kuchini belgilaydi.



2.2-rasm. Nuqtaviy yorug'lik manba ekranda hosil qiladigan (difraksion) manzara.

Berilgan D diametrli teleskopda bir xil yorug'likdagi bir-biriga yaqin joylashgan ikkita yulduz alohida-alohida ko'rinadi, agar ular-

ning tasvirlarida bir yulduz tasvirining markazi (yorug'lik maksimumi) ikkinchi yulduz difraksiyon gardishchasini o'rab turuvchi qora halqa (yorug'lik minimumi) o'rtasiga to'g'ri kelsa. Bu shart **Reley kriteriyi** deb ataladi va difraksiya nazariyasiga asosan quyidagicha ifodalanadi. Obyektiv tomonidan qaralganda, gardishcha atrofidagi qora halqaning radiusi $\alpha=1,22\lambda/D$ radianga teng. Bu erda λ – nurlanishning to'liq uzunligi, D – teleskop obyektivining diametri. Teleskopning fokal tekisligida halqa radiusiga $\alpha=1,22\cdot\lambda/D$ mos keladigan chiziqiy qiymat

$$r=F\cdot\alpha=1,22\cdot\lambda\cdot F/D, \quad (2.4)$$

bu yerda α – teleskopning ajrata olish qobiliyatini ko'rsatadi va u odatda burchakiy sekundlarda beriladi. Agar $\lambda = 550 \text{ nm}$ bo'lsa (yashil nurlar), u holda, $\alpha'' = 14''/D$ (D – sm larda) va yulduzning difraksiyon gardishchasi radiusi $r=0,67\cdot F/D$ *mikron*. Maktab teleskopining ($D=10 \text{ sm}$) ideal holda ajrata olish kuchi $1,4''$ ga teng (odam ko'zining ajrataolish kuchi $60''$). Bu teleskopning fokal tekisligida yulduz tasvirining radiusi $r=0,0067 \text{ mm}$ ga teng bo'ladi. Demak, difraksiya hodisasi teleskopning ajrata olish kuchini chegaralaydi. Agar ikkita yulduz orasidagi burchakiy masofa $\Delta < 2\cdot\alpha$ bo'lsa, yulduzlar ustma-ust tushadi. Bir xil yorug'likdagi, bir-biridan $\Delta'' \leq 0,85\cdot\alpha = 12''/D$ burchakiy masofada bo'lgan ikkita yulduzni berilgan (D) teleskopda ajratib bo'lmaydi. Agar yulduzlarning yorug'ligi teng bo'lmasa, ajralmaslik chegarasi Δ'' kattalashadi. Demak, vizual nurlarda ajralish chegarasi $\Delta'' = 12''/D$. Agar kuzatish ko'z yordamida bajarilayotgan bo'lsa, ko'zning ajrata olish qobiliyati ($\sim 60''$) hisobga olinishi zarur va teleskopni kattalashtirishi $K \geq 60\cdot D/12 = 5\cdot D$ bo'lishi kerak. Berilgan teleskopda (D) ikkita bir-biriga eng yaqin joylashgan yulduzlarni ko'rish sharti ideal teleskopda va ideal atmosfera sharoitida yuqorida keltirilgan shartlarda bajariladi. Real obyektivning nuqsonlari difraksiyon manzarani buzadi. Astronomik obyektivlarni yasashda uning nuqsonlari tufayli yulduz tasvirini kengayishi diffraksiyon gardishidan chetga chiqmaslik sharti qo'yiladi. Bu shart bajariladigan obyektivlarda yaxshi atmosfera sharoitida diffraksiyon manzarani ko'rish mumkin.

2.2.5. Teleskopning fotografik optik quvvati. Optik sistema keng sirtga ega bo'lgan obyekt (Oy, sayyoralar) tasvirini hosil qilganda teleskop uning ravshanligini (B), odatda, kuchaytira olmaydi, aksin-

cha, optik sirt va muhitlarda yutilish hisobiga u kamayadi. Biroq, astronomik kuzatishlarda yoritqichning ravshanligi emas, balki u hosil qilayotgan yoritilganlik o'lchanadi. Optik sistema qurollanmagan ko'zga nisbatan beradigan foyda sistemaning optik quvvati deb ataladi. Yulduzlar misolida u $(D/d)^2$ marta oshishi yuqorida ko'rilgan edi. Agar kuzatishlarda o'rtacha sezgirlikdagi fotoplastinka (sirtiga fotoemulsiya surilgan shisha) qo'llanilsa, negativda eng xira yulduzning yulduziy kattaligi

$$m_T^{pg} = 5 \lg D + 2.1 \lg t - 1^m, \quad (2.5)$$

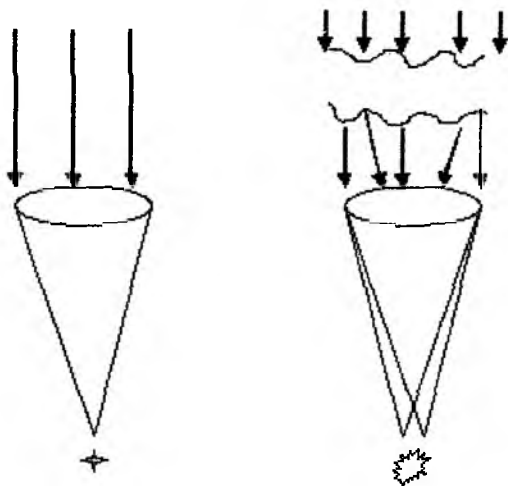
bu yerda t — ekspozitsiya vaqti, minutlarda, D — obyektiv diametri, mm larda, m_T^{pg} — teleskopda tasviri olish mumkin bo'lgan eng xira yulduzning yulduziy kattaligi. Demak berilgan teleskopda berilgan navli fotoplastinkaga olingan yulduzlar osmoni suratida (negativda) chiqadigan eng xira yulduzning yorug'ligi, teleskopning **fotografik optik quvvatini** belgilaydi. Diametri $D=6 m$ (RFA Maxsus Astrofizik Observatoriyasi) teleskopda $t=10$ minut ekspozitsiya bilan yulduziy kattaligi $m=20,1^m$ gacha bo'lgan yulduzlar suratini olish mumkin. Bunday yulduzlarni $D=60 sm$ teleskopda olish uchun $t=17$ soat ekspozitsiya berish kerak bo'lar edi. Uzoq ekspozitsiya davomida olingan tasvirda tungi osmonning ham tasviri hosil bo'ladi. Bu esa xira yulduzni ko'rishga to'sqinlik qila boshlaydi va teleskopning optik quvvatini yoki **zehn kuchini** chegaralaydi. Shuning uchun har bir teleskop ma'lum maksimal ekspozitsiya vaqti (t^{ch}) bilan xarakterlanadi va u teleskopning aperturasi (A) ga bog'liq

$$\lg t^{ch} \leq (0.6 - 2.32 \cdot \lg A). \quad (2.6)$$

$A=1:1$ uchun $t^{ch}=4$ minut, $A=1:10$ uchun $t^{ch}=4$ soat va hokazo, ya'ni A kamaygan sari (F — uzaygan sari) tungi osmonning zararli ta'siri kamayib boradi. Fokus masofani uzayishi teleskopning kattalashtirishini kuchaytiradi, tasvirning masshtabini ($mm/gradus$ yoki $mm/yoy sekund$) kattalashtiradi. Bu, o'z navbatida, yulduz tasvirini (u odatda nuqta shaklida bo'lmay, balki kichik diffraksiyon gardishcha shaklida bo'ladi) ham kattalashtiradi. Natijada obyektivda yig'ilgan nur gardishchaga yoyilib tushadi va yuza birligiga tushayotgan oqim (yoritilganlik) qamaya boshlaydi. Biroq bu kamayish darajasi osmonni qorong'ulashuviga qaraganda sekin bo'lgani uchun kattalashtirish foyda keltiradi.

Shunday qilib, keng sirtga ega bo'lgan yorug'lik manbalarini suratga tushirishda kameraning yorug'lik kuchi (A) asosiy rol o'ynaydi. Bu nuqtai nazardan $D=5\text{ m}$ li Polomar teleskopi ($A=1:3,3$) va qo'l bola kameracha ($A=1:3$) bilan teng kuchlidir. Biroq nuqtasimon yorug'lik manbalari (yulduzlar) uchun optik quvvat A^2 marta emas, balki D^2 marta oshadi. Agar qo'l bola kameraning obyektivi diametri $D=5\text{ sm}$ va fokus masofasi $F=16,7\text{ mm}$ bo'lsa, eng kam ajrata olishga ega fotoplastinkadagi tasvirda $30\text{ mikronga } 0^{\circ},1$ to'g'ri keladi, ya'ni kichik teleskopning ajrata olish juda past bo'ladi. Shunday va undan kam kattalikka ega obyektlarni suratga olishda Polomar teleskopi qo'l bola kameraga nisbatan $(300)^2=90000$ marta ko'p foyda beradi. Teleskopning fokal tekisligida yulduz tasviri nuqtasimon bo'lmay, balki ma'lum kattalikdagi gardishcha shaklida bo'ladi. Buning birinchi sababi, diffraksiya hodisasi bo'lsa (yuqorida u bilan tanishgan edik), ikkinchi sababi, teleskop obyektivining aberratsiyalaridir, uchinchi Yer atmosferasining notinchligi tufayli yulduz nurining miltillashidir. Aberratsiyalariga o'tishdan oldin atmosfera ta'sirini ko'rib chiqamiz.

2.2.6. Atmosfera turbulensiyasi va uni yoritqich tasviriga ta'siri. Osmon yoritqichining nuri shamollar va havo oqimlari ta'sirida



2.3-rasm. Tinch (chapda) va turbulent (o'ngda) atmosfera orqali (o'ngda) kuzatilganda yulduz tasviri (pastda).

zichligi va bir xil zichlikdagi parallel qatlamlarning sirti (deniz suvi sirti singari) o'zgarib turadigan atmosfera qatlamlari orqali o'tib Yerga yetib keladi. Bunday notinch va bir jinsli bo'lmagan qatlamlardan o'tayotganda yoritqich nurining yo'nalishi betartib o'zgarib turadi. Bu 1) teleskop fokal tekisligida yulduz tasvirini tebranishi (titrashi) (bir gersdan yuz gersgacha) ga, 2) yulduzning rangini va yorug'ligini o'zgarishiga (bu yulduz tasvirini 2000 gts chastotagacha pirpirashi natijasida ro'y beradi) 3) vaqt bo'yicha yulduz tasviri diametrini kattalashib va kichrayib turishiga sababchi bo'ladi.

Bu ta'sirlar natijasida yulduz tasvirining diametri uning diffrakcion tasvirnikidan o'nlab marta katta bo'lishi mumkin. Birinchi va ikkinchi ta'sir Yer atmosferasining yuqori (6-8 km) qatlamlarida ro'y bersa, uchinchi - teleskop ichida yoki uni o'rab turuvchi gumbaz atrofidagi turbulent oqimlari ta'sirida hosil bo'ladi. U, ayniqsa, kichik teleskoplarda yaqqol ko'rinadi. Katta obyektiv bunday ta'sirlarni yig'adi va uning fokal tekisligida yulduzning tasviri yorug'ligi kam o'zgaradi. Pirpirashlar va tebranishlar ta'sirida katta ekspozitsiya vaqti bilan olingan yulduz tasviri anchagina kattalashadi va u turbulent tasvir deb ataladi. Turbulent tasvirning diametri yoritqichning zenit masofasi ortishi bilan kattalasha boradi. Bir soat ekspozitsiya bilan olingan yulduzlar tasvirining diametri diffrakcion tasvirnikidan o'nlab, hatto yuzlab marta katta bo'lishi mumkin. Turbulent tasvirning katta-kichikligi kuzatish joyi atmosferasining notinchlik yoki turbulentlik darajasiga (joyning astroiqlimiga) bog'liq. Bu ko'rsatkich planetamizning har xil joylarida har xil ekanligi aniqlangan. Shuning uchun teleskop qurishga joy tanlashga to'g'ri keladi. Turbulent tasvir eng kichik joy eng yaxshi hisoblanadi. Masalan, Chilidagi La Silla va Paranal tog'i cho'qqilari, yoki Kashqadaryo viloyatining G'uzor tumanidagi Maydanak tog' cho'qqilari va Gavay hamda Kanar orollaridagi tog' cho'qqilarida turbulent tasvir eng kichik (\approx bir yoy sekundi) ekanligi aniqlangan. Agar yulduz nurining 90 % gacha qismi bir burchakiy sekund diametrdagi gardishcha ichiga yig'ilsa, bunday holat a'lo hisoblanadi.

Savollar

1. Astrofizik tekshirish obyektlarini tasvirlab bering.
2. Yulduzlarni kuzatishga mo'ljallangan teleskop qanday bo'lishi kerak?

3. Teleskopning fokal tekisligida tasvirning masshtabi nimaga bog'liq?

4. Sirti ko'rinadigan yoritqichlarni kuzatishda teleskopning optik kuchi nimaga bog'liq. Nuqtasimon manb'alarni kuzatgandachi?

5. Teleskopni kattalashtirishi nimaga bog'liq?

6. Yulduzlar osmonini su'ratga olishga mo'ljallangan teleskopning optik quvvati nega chegaralangan?

7. Turbulent tasvir nima va u nega teleskopning optik quvvatini chegaralaydi?

8. Teleskopning ajrata olish kuchini nima belgilaydi va u qanday prinsipga asoslanib chiqarilgan?

2.3. Optik aberratsiyalar va ularning tasvirga ta'siri

Yulduzlar nuqtasimon yorug'lik manbalaridir va teleskopning fokal tekisligida ularning tasviri qancha kichik bo'lsa, tasvirning yorug'ligi shuncha yuqori bo'ladi. Biroq teleskopning optik qismlari va sirtlaridan nurlar o'tayotganda va qaytayotganda o'z yo'nalishlarini har xil o'zgartiradi. Buning sababi optikada aberratsiya (yorug'lik nurini egilishi, chetlashishi) hodisasidir. Fizik laboratoriyada nuqtasimon manba qaralmaydi, shuning uchun optika kursida linzaning nuqsonlari ko'p hollarda sanab o'tiladi, xolos, ularni kamaytirish yo'llari qaralmaydi. Astrofizikada kuzatish-tekshirishlarning samaradorligi bu nuqsonlarni kamaytirish bilan bog'liq. Bu nuqsonlarni to'la bartaraf etib bo'lmaydi va kichik teleskoplarda buning keragi ham yo'q bo'lishi mumkin. Chunki kichik teleskop ($D < 1\text{ m}$) da aberratsiya tufayli tasvirni kengayishi diffraksion gardishchadan kichik bo'lishi mumkin.

Sferik sirtga ega obyektivga tushayotgan yassi to'lqin fronti undan o'tgach (agar botiq ko'zgu bo'lsa, qaytgach) sferik to'lqin frontiga aylanishi kerak, biroq bu shart bajarilmaydi. Bunday obyektivdan o'tgan (qaytgan) to'lqin uning aberratsiyalari tufayli sferik sirtidan chetlashadi va natijada hosil bo'lgan yulduz tasviri nuqtasimon bo'lmaydi, u biroz kengayadi. Yuqorida biz teleskop obyektivi chetida yorug'lik diffraksiyasi tufayli yulduz tasviri ma'lum kattalikdagi gardishcha shaklda bo'ladi va buni bartaraf etib bo'lmaydi degan edik. Endi esa aberratsiya ham yulduz tasvirini kengaytirishi mumkinligini ko'rib turibmiz. Aberratsiyalarni kamaytirish yo'llari ishlab chiqilgan. Demak, teleskopni shunday yasash kerakki, unda aberratsiya

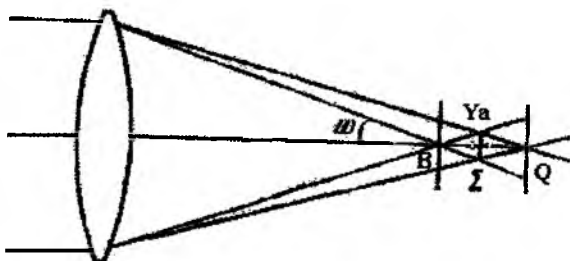
tufayli kengaygan yulduz tasviri shu teleskopda yulduzning diffraktsion tasviridan katta bo'lmasin. Tajriba shuni ko'rsatadiki, bu shart bajarilishi uchun obyektivdan o'tgan (qaytgan) to'liq frontni sferadan chetlashishi ε amaldagi nurlanish to'liq uzunligining to'rtidan (sakkizdan) biridan ($\varepsilon \leq \frac{\lambda}{4}$) oshmasligi kerak bo'ladi. Bu shart **Reley sharti** deb ataladi. Bunday shart parabolik ko'zgularda bajariladi (e'tibor bering, televizion antenna parabolik antennadir).

Aberratsiyalar ikki turga bo'linadi: fizik va geometrik. Fizik aberratsiya fizik hodisa (muhitning sindirish koeffitsienti har xil rangli nurlar uchun har xilligi) tufayli ro'y bersa (mas. xromatik aberratsiya), geometrik aberratsiya har xil optik sirtlardan har xil burchak ostida tushish, sinish va qaytish tufayli ro'y beradi (mas. sferik aberratsiya). Ayrim aberratsiyalar faqat optik o'qdan tashqarida kuzaatiladi (koma, astigmatizm, distorsiya).

a) Xromatik aberratsiya linzani sindirish koeffitsienti nurning to'liq uzunligiga bog'liqligi ($n_{\lambda} \approx 1/\lambda$) tufayli ro'y beradi. Bu yerda λ ko'rilayotgan to'liq uzunligi, λ_0 - o'lchanayotgan o'rtacha to'liq uzunligi. Oddiy sferik linzaning fokus masofasi F_{λ} , uning sirlari egrilik radiuslari r va sindirish koeffitsiyenti n_{λ} orqali quyidagicha ifodalanadi:

$$\frac{1}{F_{\lambda}} = (n_{\lambda} - 1) \left(\frac{1}{r_1} - \frac{1}{r_2} \right) \quad (2.7)$$

Bu formuladan ko'rinib turiptiki, har xil ranglarda linzaning fokusi undan har xil masofada joylashadi, ya'ni yakka linza oq nurni o'zining optik o'qi bo'ylab spektrga yoyadi.



2.4-rasm. Xromatik aberratsiya. Qizil nurlar obyektivdan yoki o'rtacha fokusdan uzoqroqda, havorang nurlar esa - obyektivga yaqinroqda yig'iladilar. Natijada, o'rtacha fokusda yulduz tasviri ranglarga bo'yalgan kattagina gardishcha ko'rinishga ega bo'ladi.

Agar kuzatishlar monoxromatik nurda bajarilayotgan bo'lsa, xromatik aberratsiyaning ta'siri bo'lmaydi. Masalan, koronograf bitta linzali teleskop va unda Quyosh toji yashil toj chizig'i ($530,3 \text{ nm}$) nurida suratga olinadi. Bitta linzali obyektivning xromatik aberratsiyasi unda hosil bo'lgan diffraksiyon gardishchadan kam chetga chiqishi uchun uning fokus masofasi $F(\text{cm}) \approx 18.6 \cdot D^2(D, \text{cm})$ ga teng bo'lishi kerak. Bu juda uzun fokusli, demak, kam optik kuchga ega obyektiv bo'ladi va u astrofizik tekshirishlarga yaramaydi.

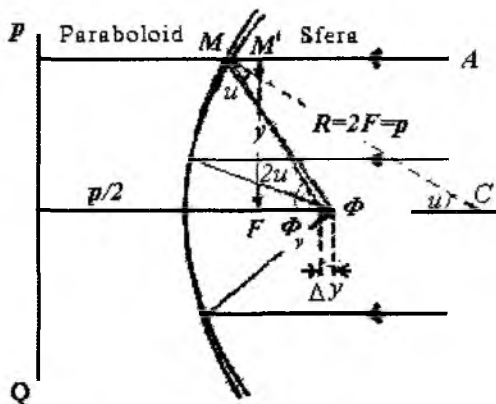
Ko'pchilik yoritqichlarning monoxromatik nurlanishi (radio va rentgen nurlanish bundan mustasno) kuchsiz, shuning uchun keng (100 nm) spektral diapozonda kuzatishlar bajarishga to'g'ri keladi. Bunday hollarda bu har xil rangdagi nurlarni bitta fokusga keltirish maqsadida, har xil sindirish koeffitsiyenti va egrilik radiusiga ega ikkita linzalardan tuzilgan obyektiv qo'llaniladi. Bu linzalarning biri krongan (shisha navi) ikkinchisi esa, flintdan tayyorlanadi. Kron-dan yasalgan linza musbat va u ikki linzali ob'ektivning oldi tomoniga o'rnatiladi. Flintdan (shisha navi) yasalgani esa manfiy linzadir. Bunday ikki linzali obyektiv qizil va havorang nurlarni bitta fokusga keltiradi va u **axromatik obyektiv** deb ataladi. Axromatik obyektivning fokus masofasi $F(\text{sm}) \approx 1.12 \cdot D^2(D, \text{sm})$, ya'ni yakka linzali obyektivnikidan 16 marta qisqa va uni astronomik kuzatishlarda qo'llash mumkin. Maktab refraktor teleskopiga shunday ikki linzali obyektiv o'rnatilgan.

Ko'zguli obyektivlarda xromatik aberratsiya bo'lmaydi. Chunki, aks qaytish qonuni nurning to'liq uzunligiga bog'liq emas. Astrofizik teleskoplarning obyektivi botiq ko'zgudan iborat bo'ladi (ular **reflektor** deb ataladi). Botiq ko'zgu sferik, parabolik yoki giperbolik sirtli qilib yasaladi. Bunday sirtlardan qaytgan to'liq fronti har xil shakl oladi va ko'zguning fokal tekisligida nuqtaviy yoritqichning turlicha shakldagi fazoviy tasvirlarini hosil qiladi.

b) Sferik aberratsiya. Sferik sirtga ega botiq ko'zguda, shuningdek, sferik sirtlarga ega qabariq linzalarda sferik aberratsiya kuzatiladi. Bu aberratsiyani tushuntirish uchun sferik ko'zgudan qaytgan nurlarning fokusga yig'ilishini parabolik ko'zgudan qaytgan nurlarning yig'ilishi bilan solishtirib o'rganamiz.

Parabolik ko'zgudan aks qaytgan to'liq fronti uchun ko'zguning fokusi gomotsentrikdir, sferik ko'zguniki – bunday emas. Shuning

uchun sferik ko'zguning optik o'qidan uzoqlashgan sari, undan qaytgan parallel nurlar ko'zguna yaqinroq nuqtalarda kesishadi.



2.5-rasm. Sferik aberratsiyani tushuntirish. Bu yerda C – sfera markazi, Φ – ko'zgu fokusi

Parabolik ko'zguning sirti parabola deb ataluvchi geometrik egri chiziqni uning o'qi atrofida aylanishi natijasida hosil bo'lgan sirtga o'xshash bo'ladi. Parabolik ko'zguna uning o'qiga parallel holda tushayotgan nurlar undan aks qaytadi va fokusida kesishadi. Ma'lumki, parabola, bu uning fokusidan va direktrisasidan bir xil uzoqlikda joylashgan nuqtalar o'rnidir. Parabolaga tushayotgan yassi to'lqin frontining o'rni uning direktrisasi bilan ustma-ust tushadi. Demak, yulduzdan kelayotgan va parabolik sirtidan aks qaytgan parallel nurlar (yassi to'lqin fronti) uning fokusida kesishadi va yulduz tasvirini hosil qiladi.

Endi sferik ko'zguni parabolik ko'zgu ichiga shunday joylashtiraylikki, ularning optik o'qlari ustma-ust tushsin (2.5-rasmga qarang). Ko'zgularning optik o'qi yaqinida ikkala ko'zgudan aks qaytgan (paraksial) nurlar ularning umumiy fokusi F_0 da kesishadi. Optik o'qdan uzoqda parabolik ko'zgudan qaytgan nurlar ham F_0 da kesishadi. Biroq sferik ko'zgudan aks qaytgan va optik o'qdan chetdagi nurlar ko'zguna yaqinroq masofada kesishadi. Buning sababi, optik o'qdan uzoqlashgan sari sferik sirtini parabolik sirtidan chetlashishini kuchaya borishidir. Shuning uchun ayrim hollarda (masalan, Quyosh telesko-

pida) uzun fokusli sferik ko'zgular qo'llaniladi, chunki bunday ko'zgu paraksial (optik o'k yaqinidagi) nurlar uchun parabolik ko'zgudan farq qilmaydi. Biroq bunday sferik ko'zgu juda kam (1:30) optik kuchga ega va yulduzlarni kuzatishda yaramaydi. Yulduzlarni kuzatishda katta (1:3) optik kuchga ega teleskoplar qo'llaniladi.

Sferik ko'zguga yassi to'lqin fronti tushganda sferik aberratsiya ro'y beradi. Sferik ko'zguning sferik aberratsiyasini ko'zguga tushayotgan to'lqin frontini o'zgartirish yo'li bilan bartaraf etish mumkin. Bu amal sferik ko'zgu oldiga o'rnatiladigan va yassi to'lqin frontga hisoblagandek shakl beradigan yupqa linza yordamida bajariladi. Bu linza yassi to'lqin frontni shunday o'zgartiradiki, u sferik sirtidan qaytgach, linzaning fokusga nisbatan gomotsentrik frontga aylanadi.

Maksutov teleskopida bunday linzaning bir tomoni kichik egri-likka ega botiq ikkinchisi esa qabariq sitrdan iborat va u menisk deb ataladi. Shmidt kamerasida bu linza murakkab shaklga ega. Bu linza, undan o'tayotgan yassi frontga shunday shakl beradiki, u sferik ko'zgudan qaytgach gomotsentrik frontga aylanadi.

Sferik linzalarning sferik aberratsiyasi linza sirtlarining egriligini tanlash yo'li bilan kamaytirilishi mumkin. Masalan, bir tomoni (yoritqichga qaragan) qabariq, ikkinchisi tekis linzaning sferik aberratsiyasi kam bo'ladi. Yuqorida ko'rilgan axromatik obyektivdagi flint linzani qabariq-botiq shaklda yasash yo'li bilan sferik aberratsiyani bartaraf etish mumkin. Bunday ikki linzali obyektiv endi apoxromat deb ataladi va unda sferik aberratsiya kuzatilmaydi va xromatik aberratsiya kuchsiz bo'ladi.

2.4. Optik o'qdan chetda kuzatiladigan aberratsiyalar va ularni kamaytirish yo'llari

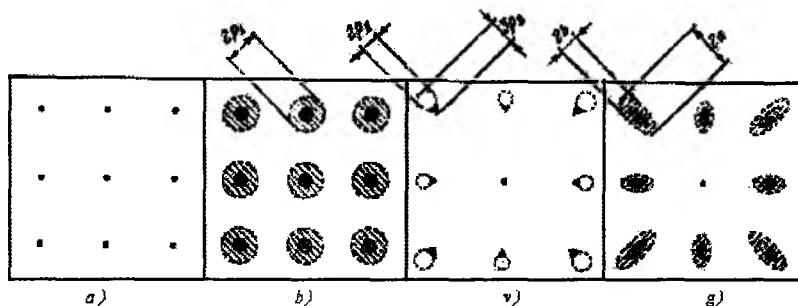
Biz yuqorida, optik o'qqa parallel nurlar hosil qilgan tasvirda kuzatiladigan aberratsiyalar bilan tanishib chiqdik. Bu tasvir optik o'qda yotadi. Obyektivga, uning optik o'qiga qiyshiq tushayotgan parallel nurlar hosil qiladigan tasvir optik o'qdan chetda hosil bo'ladi va bunday tasvirda o'qdan tashqi aberratsiyalar kuzatiladi. Bular koma, astigmatizm, ko'rish maydonining egrilanishi va distorsiyadir.

a) Koma. Yulduzdan kelayotgan va teleskopning optik o'qiga θ burchak ostida tushayotgan parallel nurlari dastasi hosil qilgan yulduz tasviri bu aberratsiya tufayli o'qqa nisbatan radial yo'nalishda

cho'ziladi yoki tasvirda radial yo'nalishda «o'simta» paydo bo'ladi (2.6 v-rasmga qarang). Tasvirning cho'zilish miqdori tushish burchagiga θ va obyektiv zonalar radiusi kvadratiga proporsional bo'ladi. Obyektivning chetki zonalaridan o'tgan nurlar uning markazidan o'tgan (paraksial) nurlarga nisbatan radial yo'nalishda cho'zilgan tasvirlar hosil qiladi. Koma obyektivning yorug'lik kuchi (A) kvadratiga proporsional va yorug'lik kuchi kam obyektivlarda u tasvirni ko'p buzmaydi.

Refraktorlarda bir-biridan ma'lum masofaga uzoqlashtirilgan ikki linzali tizimlar yordamida xromatik, sferik aberratsiyalar va koma bartaraf etiladi va bunday obyektiv **aplanat** deb ataladi.

Parabolik ko'zgularda koma kuchli bo'ladi va u teleskopning fokal tekisligi yaqiniga o'rnatilgan linza (afokal sistema) lar yordamida bartaraf etiladi. Ikki ko'zguli teleskopik tizimlarda (Kassegren, Richi-Kreten) bosh ko'zguning komasi maxsus hisoblashlar yo'li bilan tanlangan ikkinchi ko'zgu (u odatda, do'ng giperbolik sirtga ega) bilan bartaraf etiladi.



2.6-rasm. Optik o'qdan chetda kuzatiladigan aberratsiyalar. *a)* manbalar, *b)* sferik abberatsiya, *v)* koma, *g)* astigmatizm.

b) Astigmatizm. Bu nuqson hatto kam yorug'lik kuchga (A) ega teleskoplarning optik o'qidan chetida kuchli bo'lishi mumkin. Astigmatizm obyektivga tushayotgan parallel nurlar bilan optik o'q orasidagi burchakning (θ) kvadratini (koma bu burchakning birinchi darajasiga proporsional) aperture (A) ga ko'paytmasiga proporsional bo'ladi. Astigmatizm meridianal va ularga tik yo'nalishdagi sagittal nurlarning fokusi har xil bo'lishi bilan bog'liq.

Optik o'qqa θ buchak ostida tushayotgan parallel nurlar yo'nalishidagi obyektivning eng katta kesimi meredional, unga tik yo'nalishdagi kesim esa sagittal kesim deb ataladi. Meredional kesim fokusi bilan sagittal kesim fokusi orasidagi masofa obyektivning astigmatik farqi (l) deb ataladi. Astigmatizm kuchli bo'lsa, bu farq katta bo'ladi va aksincha. Astigmatizm tasvirni buzmaydi deb hisoblanadi agar $\lambda \leq 2\lambda/A^2$ bo'lsa.

v) Ko'rish maydonining egriligi. Obyektivning meredional va sagittal fokuslari o'rtasidagi nuqtada tasvir eng aniq bo'ladi. Biroq bu nuqta optik o'qdan chetlashgan sari undagi tasvir fokal tekislikdan chetlasha boradi. Bu ko'rish maydonining egriligini ko'rsatadi. Ko'rish maydonining egrilanishi θ^2 proporsional. Ko'rish maydoni ikkinchi darajali egri sirdan (sfera, paraboloid) iborat. Bunday holda, yaxshi tasvir olish uchun fotoplenkani shu sirt bo'ylab joylashtirish (egish) kerak. Teleskop obyektivi ustolari fokal tekislikni yassi (tekis) sirt darajasiga yetkazishga harakat qiladilar. Bunday obyektiv **anastigmat** deb ataladi va bunga misol Kukning (Kuk – amerikalik mashhur optik usta) uch linzali obyektividir.

g) Distorsiya. Bu optik sirt nuqsoni yulduz tasviri markazini buzmaydi, biroq tasvir chetida to'rtta uch hosil qiladi. Distorsiya bartaraf etilgan katta (5×5^0) astrograflar ixtiro etilgan. Masalan, O'zFA Astronomiya institutining Kitob (Qashqadaryo) filialiga o'rnatilgan astrograf to'rtta linzadan iborat obyektivga ega va unda distorsiya yo'q darajada kam.

O'qdan chetda kuzatiladigan aberratsiyalar teleskopning yuqori sifatli tasvir hosil bo'ladigan maydonini, ko'rish maydonini, kichraytiradi. Masalan, 5 m li Polomar (AQSH) teleskopining (yorug'lik kuchi 1:3.3) qoniqarli ko'rish maydoni diametri 12 mm. Teleskop parabolik ko'z gusining fokus masofasi 17 m va uning 12 mm li ko'rish maydoni diametriga 2,5 yoy minuti to'g'ri keladi. Bu teleskopda Oy gardishi (burchakiy diametri 31 yoy minuti) chetlari koma tufayli noaniq ko'rinadi. Bir xil shishadan yasalgan, biri musbat, ikkinchisi manfiy ikkita linzadan iborat Ross afokal sistemasi Polomar teleskopining ko'rish maydoni diametrini 15 sm gacha kattalashtiradi. Linzalar teleskopning fokusi yaqiniga o'rnatiladi va endi, Oy gardishi, uning markazidan chetigacha aniq ko'rinadi.

Hozirgi paytda astrofizik tekshirishlarda keng qo'llaniladigan Ri-chi-Kretyen (amerikalik astronom va optik ustalar Jorj Richi (1864-

1945) va A. Kreten) teleskopi ikkita giperbolik ko'zgudan iborat. Giperbolik ko'zguda manfiy (o'qdan chetdagi nurlar o'qdagi nurlardan uzoqroqda yig'iladi) sferik aberratsiya kuzatiladi. Bosh ko'zguning bunday sferik aberratsiyasi va kompasini maxsus hisoblab yasalgan ikkinchi giperbolik ko'zgu tuzatadi. Richi-Kreten teleskopining astigmatizmi va maydonning egriligi, uning fokal tekisligi oldiga qo'yiladigan asferik shisha plastinka yordamida bartaraf etiladi.

2.5. Optik teleskoplarning turlari

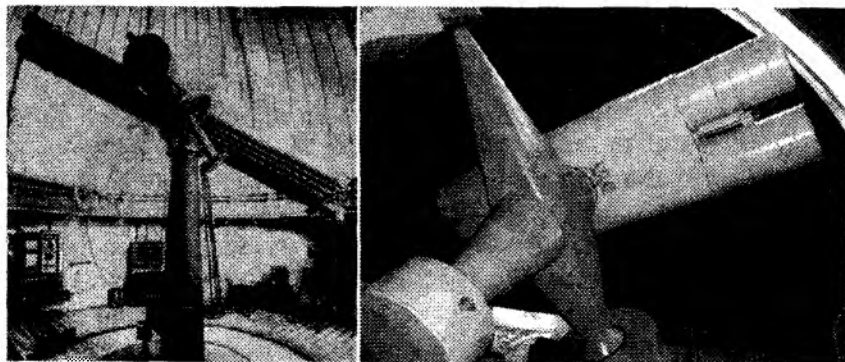
2.5.1. Kuzatishlar uchun teleskop tanlash. Astrofizik kuzatishlar, birinchidan, yorug'ligi va kattaligi bir-biridan juda katta farq qiladigan yoritqichlarni o'z ichiga olsa, ikkinchidan, tekshirishlar har xil spektral diapazonlarda olib borilishi mumkin, uchinchidan, **qo'llanilayotgan nurlanish priyomniklari har xil spektral sezgirlikka va kvant chiqishga ega, to'rtinchidan, qo'yilgan masalalar har xil bo'lishi mumkin (masalan, yulduzlar osmonini sur'atga olish yoki birorta yulduzni alohida holda tekshirish).**

Qo'yilgan astrofizik masalalardan chiqqan holda teleskop turi tanlanadi. Teleskopni yasashga kirishishdan oldin, unda bajariladigan tekshirishlarda qo'yilgan shartlardan (ajrata olish qobiliyati, ko'rish maydoni kengligi va boshqalar) chiqqan holda, uning optik sxemasi va qismlari sirtining egriligi va ularni bir-biriga nisbatan joylashtirilish uzoqliklari hisoblab chiqiladi va yasash uchun zarur xomashyolarning optik ko'rsatkichlari (masalan, sindirish koeffitsiyenti) beriladi. Optik usta yoki optik avtomat mashina maxsus nazorat tizimlari yordamida optik qismlarni yasaydi. Bu qismlar texnik buyurtmada belgilangandek ketma-ket optik o'qqa joylashtiriladi va mahkamlanadi. Tayyor teleskop maxsus nazoratdan o'tkaziladi va uning optik ko'rsatkichlari buyurtmadagiga mos kelsa, uni amalda qo'llashga ruxsat beriladi.

Optik teleskoplar uchta turga bo'linadi: 1) refraktor, ya'ni linzalardan yasalgan teleskop. Nurlarni yig'ish linzalarda ularni sinishi (refraktsiyasi) ga asoslangan. 2) reflektor, ya'ni botiq ko'zgudan yasalgan teleskop. Nurlarni yig'ilishi botiq ko'zgudan aks qaytish natijasida ro'y beradi. 3) katadioptrik teleskop, ya'ni botiq ko'zgu va linzalar (menisk, korreksion plastinka va afokal sistema) dan yasalgan teleskop. Ular optik sxemasi yoki nurni yig'ish va tasvir hosil qilish

printipi, aberratsiyalarni bartaraf etish yo'llari va qanday ishlar bajarishga mo'ljallanganliklari bilan bir-biridan farq qiladilar .

2.5.2. Refraktorlar. Bunday teleskopga yulduzlar osmonini suratga tushirishga mo'ljallangan astrograflar (yuqorida tilga olingan Astronomiya institutining normal astrograf) misol bo'la oladi (2.7-rasm).



2.7-rasm. Normal astrograf (chapda) va qo'shaloq obyektivli astrograf (o'ngda).

Refraktorlar Quyosh va Oyni, sayyoralarni suratga olishda ham ishlatiladi. Astrografda fotoplastinka yoki fotoplyonkaga tushirilgan yulduzlar osmoni surati olinadi, u negativ deb ataladi va negativ yulduzlarning aniq koordinatalarini o'lchashda qo'llaniladi.

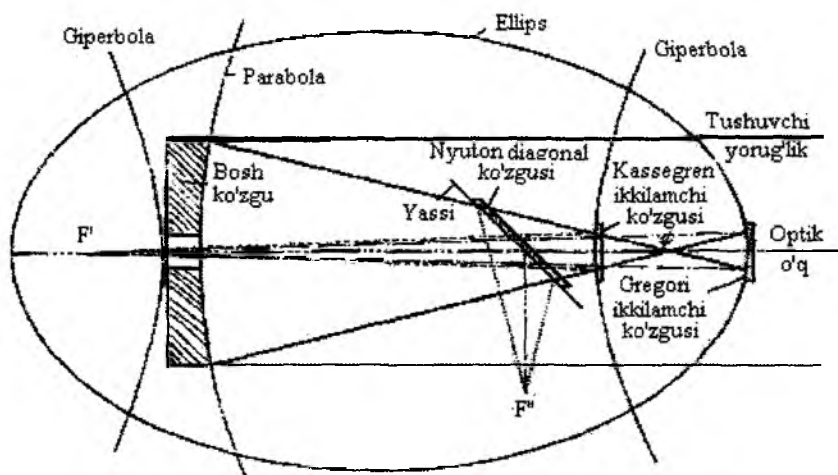
Ma'lumki, linzali obyektivlar xromatik aberratsiyaga ega. Bu kamchilik astrografda tor spektral diapazonda suratga olish orqali bartaraf etiladi. Har xil ranglarda refraktorning fokus masofasi har xilligi xromatik aberratsiya tufayli ro'y beradi. Xromatik aberratsiyani kamaytirish maqsadida, refraktor, qo'llanilishi ko'zda tutilgan nurlanish priyomnigining sezgirligi maksimumga mos keladigan spektral diapazon uchun hisoblanadi va yasaladi. Masalan, xromosfera teleskopi vodorod atomi spektral chiziqlarining birida (H_{α}) Quyoshni suratga olishga mo'ljallangan (2.23-rasm). Bu chiziq ichida (uning kengligi $\sim 0,2 \text{ nm}$) xromatik aberratsiya ta'siri sezilmaydi. Fotografik astrografda sezgirlashtirilmagan oddiy emulsiya surilgan fotoplastinkaga (sezgirligi maksimumi $\lambda_{max}=420 \text{ nm}$, o'tqazish sohasi kengligi $\Delta\lambda=100 \text{ nm}$) yulduzlar osmoni suratga olinadi. Oddiy

fotoemulsiyani sezish maksimumi ($\lambda_{max}=420\text{ nm}$, binafsha nurlar) ga to'g'ri keladi va fotografik astrograf (masalan, normal astrograf) ana shu binafsha nurlar uchun hisoblanadi va yasaladi.

Shuningdek, fotovizual astrograf ham qo'llaniladi. Uning obyektivi $\lambda_{max}=550\text{ nm}$ uchun hisoblanadi. Rangli shisha filtr (nur saralagich) va sezgirlashtirilgan fotoplastinka yordamida tor (100 nm) spektral diapazon ajratiladi va osmon yoritqichlari shu diapazonda suratga olinadi. Astrograflar yulduzlar osmonining keng sohasini suratga tushirishga mo'ljallanadi. Shuning uchun ularning yaxshi, sifatli ko'rish maydoni yetarli darajada keng bo'lishi kerak. Masalan, Kitob shahri (Qashqadaryo viloyati) yaqinidagi observatoriyada o'rnatilgan qo'sh quvurli (obyektivli) astrografning (2,7b-rasm) ko'rish maydoni $5 \times 5^0 = 25\text{ kv gradusga}$ teng. Quvurlarning ikkalasi ham fotografik teleskop hisoblanadi. Bunday qo'sh quvurli teleskoplarning ayrimlarida quvurlardan biri fotografik nurlarda yulduzlar osmonini suratga olsa, ikkinchisi fotovizual (550 nm) nurlarda oladi. Astrograf suratxonada qo'llaniladigan fotokameraga o'xshaydi. Teleskop quvurining osmonga qaratiladigan uchiga bir necha linzadan (ular optik abberatsiyalarni kamaytirish maqsadida tanlanadi) iborat obyektiv va qarama-qarshi uchiga esa fotoplastinka solingan kasseta o'rnatiladi. Bunday obyektiv, odatda, keng ko'rish maydonga ega va bu maydon ichida optik aberratsiyalar yetarli darajada (diffraktsion gardishchadan chetga chiqmaydigan) kamaytirilgan bo'ladi. Tor spektral oraliq (diapozon) da kuzatishga mo'ljallangan teleskoplarda xromatik aberratsiya ta'siri juda kam bo'ladi, biroq sferik aberratsiya, koma, astigmatizm yetarli darajada kamaytirilgan bo'lishi shart.

2.5.3. Reflektor va teleskopik tizimlar. Bunday teleskoplarning nur yiguvchi qismi, obyektivi, botiq ko'zgu bo'lib, u teleskop quvuri yoki tanasining quyi (pastki) qismiga o'rnatiladi (2.8-rasm). Bosh ko'zguning nur qaytaruvchi sirti parabolik (parabolani o'qi atrofida aylanishdan xosil bo'lgan sirt) shaklga ega va uning fokusi teleskop quvri ichida bo'ladi. Fokusni quvur tashqarisiga chiqarish maqsadga muvofiqdir. Buni bir necha usullari bor va har xil kuzatishlar bajarishga imkon beradigan bir necha optik elementlardan tashkil topgan teleskopik tizimlar ishlab chiqilgan. Bu tizimlar ularni ishlab chiqqan olimlarning nomlari bilan ataladilar. Masalan, N'yuton, Kassegren, Gregori va Richi-Kreten tizimlari. N'yuton tizimida parabolik bosh ko'zguning fokusi oldiga, uning optik o'qiga

45° burchak ostida kichik yassi ko'zgu o'rnatiladi. Bu yassi ko'zgu obyektivdan qaytgan va yig'ilayotgan nurlarni yon tomonga qaytaradi. Kichik (u odatda bosh ko'zgudan o'n marta kichik) yassi ko'zgu bosh ko'zguning markaziy qismini bekitib turadi. Bu uning optik kuchini biroz kamaytiradi, xolos. Kassegren tizimida bosh parabolik botiq ko'zguning fokusi (u **bosh fokus** deb ataladi) oldiga, undan ma'lum uzoqlikda, optik o'qqa tik holda qabariq giperbolik ko'zgu o'rnatiladi va undan qaytgan va yig'ilayotgan nurlar bosh ko'zguning o'rtasidagi teshikdan o'tib, uning orqasida, kassegren fokusida, kesishadi va tasvir hosil qiladi.



2.8-rasm. N'yuton, Kassegren, Gregori va Richi-Kreten teleskopik tizimlarda osmon yoritqichidan kelayotgan (rasmda o'ngdan) nurlarning yo'li. F' -Kassegren, Richi-Kreten va Gregori fokusi, F'' - N'yuton fokusi.

Bunday tizimning ekvivalent fokus masofasi

$$F_3 = F_1 \cdot F_2 / (F_1 + F_2 - d) \quad (2.8)$$

formula yordamida hisoblanadi va tizimning asosiy ko'rsatkichi hisoblanadi. Bu yerda F_1 - bosh ko'zguning (botiq parabolik), F_2 - qo'shimcha(qabariq giperbolik) ko'zguning fokus masofalari, d - ko'zgu orasidagi masofa. O'lchash va nazorat qilish asboblari Kas-

segren fokusiga o'rnatiladi. Kassegren teleskopi uzun fokus masofaga, kichik ko'rish maydon va kam ($\leq 1:15$) optik kuchga ega, bu nuqtai nazardan Richi-Kreten teleskopi (u Kassegren tizimi singari tuziladi, biroq ko'zgularning ikkalasi ham giperbolik) ikki martakuchli. Gregori tizimida ikkinchi ko'zgu (u botiq elliptik shaklga ega) bosh fokusning orqasiga o'rnatiladi va undan qaytgan nurlar bosh (parabolik) ko'zgu o'rtasidagi teshikdan o'tib uning orqasida yig'iladi.

N'yuton tizimi xromatik va sferik aberratsiyalardan holi, biroq optik o'qdan chetda kuzatiladigan barcha aberratsiyalarga ega va ular o'qdan chetlashgan sari tez sur'atlar bilan kuchayib boradi. Kassegren va Gregori tizimlarining ekvivalent fokus masofalari uzun bo'lgani uchun ularning ko'rish maydonlari kichik bo'ladi. Ularda koma va astigmatizm tasvirni deyarli buzmaydi. Bunday tizimdagi teleskoplar yulduzlarni alohida - alohida tekshirishda qo'llaniladi. Yetarli darajada keng va yaxshi sifatli ko'rish maydoniga ega bo'lgan reflektor amerikalik astronom va optik ustalar J. U. Richi (1864-1945) va A. Kreten tomonidan ishlab chiqilgan.

Richi-Kreten teleskopi Kassegren teleskopiga o'xshash, biroq ikkala ko'zgu ham giperbolik sirtga ega. Bosh ko'zguning sferik aberratsiyasi (u manfiy) va komasi ikkinchi ko'zgu yordamida bartaraf etilgan. Fokal tekisligi oldiga o'rnatilgan korrektor (u bir necha yupqa linzalardan iborat) astigmatizm va maydon egriligini bartaraf etadi. Biroq bu teleskopning ham ko'rish maydoni katta emas, u odatda bir kv gradusni tashkil etadi. Bunday teleskoplarning nisbiy teshigi $A=1:7\sim 1:9$ oraliqda bo'lib, katta bosh ko'zgu qo'llanilganda uzun fokus masofaga ega bo'ladi. Richi-Kreten tizimining optik kuchi, huddi shunday Kassegren teleskopinikidan ikki marta katta. Shuning uchun hozirgi zamon astrofizik teleskoplarining ko'pchiligi (ayniqsa, katta teleskoplar) Richi-Kreten tizimida yasalgan. Shunday teleskoplardan ikkitasi O'zFA Astronomiya institutining Maydanak Baland Tog' Observatoriyasida o'rnatilgan. Yetarli darajada katta yorug'lik kuchiga va uzun fokus masofaga ega bunday teleskop yulduzlarni yorug'ligini o'lchashda va spektrini olishda yaxshi samara beradi. Yuqori kattalashtirishga ega bunday teleskoplar tungi osmon fonida xira yulduzlarni qayd qilishga imkon beradi. Biroq o'ta xira yulduzlarni qayd qilishda Richi-Kreten teleskopi yaramaydi, chunki uning yorug'lik kuchi (1:8) kam. Katta yorug'lik kuchga ega teleskoplarni katadioptrik teleskoplar orasidan qidirish kerak.

Hozirgi zamonning eng katta optik teleskoplari

Teleskop	Kuzgusi diametri, m	Bosh ko'zgusi xususiyati	O'rnatilgan joy	Loyiha sheriklari	Bahosi, mln. \$	Ishga tushirilgan yil
KECK I KECK II	10 10	parabolik, ko'psegmentli (qurama), aktiv	Mauna Kea, Gavay, AQSh	AQSh	94 78	1994 1996
EKT (to'rtta teleskop)	4x8.2	yupqa, aktiv	Paranal, Chili	EJO, 9 ta Evropa davlatlari	200	1998
JEMINI, Shimoliy-Janubiy	8 8	yupqa, aktiv	Mauna Kea (Gavay), Sero Pachon, Chili	AQSh (25%), Angliya (25), Kanada, Chili,	176	1998 2000
SUBARI	8.2	yupqa, aktiv	Mauna Kea	Yaponiya	100	1998
KBT (binokulyar)	2x8.4	qalin kataksimon	Grahm tog'i, Arizona, AQSh	AQSh, Italiya	75	1998
HET (Hobbi-Eberli)	11	ko'psegmentli, sferik	Foulkas tog'i, Texas, AQSh	AQSh, Germaniya	13.5	2001
AKT	6		qalin	Rossiya		1976
JAKT	11	HET tipidagi	Suzerland, Janubiy Afrika	Janubiy Afrika Respublikasi	10	2005-2007
EKT	35	HET tipidagi		AQSh	200	2012
	100	Ko'psegmentli (qurama), sferik		Germaniya, Shvetsiya, Daniya va b.	1000	2020

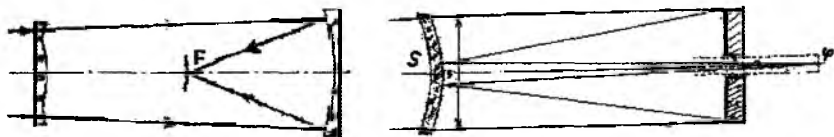
Izohlar: KECK – homiy Keck nomiga atalgan teleskop; EKT – Eng Katta Teleskop; JEMINI – qo'shaloq teleskoplar Shimoliy va Janubiy; KBT – katta binokulyar teleskop; HET – homiylar Hobbi va Eberli nomiga atalgan teleskop; AKT – azimutal katta teleskop; JAKT – janubiy Afrika katta teleskopi; EKT – Eberli katta teleskopi;

2.5.4. Ko'zgu + linzali (katadioptrik) teleskoplar

a) **Shmidt kamerasi.** Katta yorug'lik kuchi va keng ko'rish maydoniga ega teleskopik tizim XX asrning 20-yillarida eston optigi B. Shmidt (1879-1935) tomonidan ishlab chiqilgan. Shmidt teleskopida nur yiguvchi sifatida sferik ko'zgu qo'llaniladi. Ko'zguning egrilik markaziga korreksion shisha plastinka o'rnatiladi (u ko'zgu oldida va undan $r=2F$ masofada joylashtiriladi).

Gardishsimon plastinkaning ko'zguga qaragan tomoni sirti aylana to'lqinsimon shaklga ega (o'rtasidagi do'nglik uni o'rab turuvchi chuqurlik bilan o'ralgan). Yassi to'lqin frontini plastina shunday o'zgartib o'tkazadiki, natijada sferik aberratsiya, koma va astigmatizm to'la bartaraf bo'ladi. Bunday teleskopning fokal tekisligi egri bo'ladi va unga fotoplyonka tortiladi, ya'ni fotoplyonkaga fokal sirt singari egrilik beriladi. Shmidt teleskopining ko'rish maydoni bir necha o'n kvadrat gradusni tashkil etadi. Teleskop yulduzlar osmonini rasmga tushirishga mo'ljallanganligi uchun u Shmidt kamerasi deb ataladi. Eng katta Shmidt kamerasi Tautenberg Observatoriyasida (Germaniya) o'rnatilgan. Uning korreksion plastinasi diametri 134 sm, sferik ko'zguniniki esa 203 sm, $F=4$ m va $A=1:3$, ko'rish maydoni $3^{\circ},4 \times 3^{\circ},4$.

b) **Maksutov teleskopi.** Keng ko'rish maydoniga ega katadioptrik teleskopning yana bir turi rus astronomi va optigi D.D.Maksutov (1896-1965) tomonidan 1941 yilda kashf etilgan (2.9-rasm). Bu teleskopda nur yig'uvchi sferik ko'zguning sferik aberratsiyasi yupqa, ikkala sirti qariyb bir xil egrilikka ega, linza yordamida bartaraf etiladi. Sirtlarning egrilik radiuslari ayirmasi $\Delta R=R_1-R_2$ linza qalinligining 0,6-0,7 qismiga teng. Linzani sferik ko'zgu fokusidan biroz oldinroqqa o'rnatish va uning qalinligini tanlash yo'li bilan koma bartaraf etiladi. Maksutov teleskopi juda kalta teleskopdir. Linza **menisk** deb ataladi va uning sirti sferik shaklga ega va bu uni yasashni yengi-



2.9-rasm. Shmidt kamerasi (chapda) va Maksutov teleskoplari (o'ngda) ning optik sxemasi.

lashtiradi. Shmit plastinasini yasash ko'p mehnat talab qiladi. Biroq mensk ko'zgu oldiga hisoblashlarda belgilangandek juda aniq o'rnatilishi zarur. Gurjiston FA Abastuman observatoriyasida o'rnatilgan Maksutov teleskopi meniskining diametri 70 *sm*, sferik ko'zguniki 96,6 *sm*, fokus masofasi 210 *sm* ga teng. Teleskopning uzunligi 320 *sm* ga teng. Fokal sirti Shmidt kamerasinikiga o'xshash egri bo'ladi.

Maksutov tizimi teleobyektivlarda qo'llaniladi. MTO-1000 deb ataladigan teleobyektiv unga misol bo'la oladi. Quyoshni rasmga oluvchi teleskoplardan biri (u menskli fotogeliograf deb ataadi) da Maksutov tizimi qo'llanilgan. Bu teleskopik tizimlarda menisk sferik ko'zguning fokal sirti oldiga (ko'zguna yaqinroq) o'rnatilgan va uning ko'zguna qaragan tomoni o'rtasiga kichkina doyra shaklda alyuminiy qatlam yotqizilgan. Sferik ko'zgudan qaytgan yig'iluvchi nurlar undan qaytib ko'zgu o'rtasidagi teshikdan Kassegren tizimidagi singari o'tadi va teleskopning fokal tekisligida tasvir hosil qiladi. Teleskopning fokal tekisligi ko'zgu orqasida joylashgan. Katadioptrik, ya'ni ko'zgu va linzadan iborat teleskoplar sirasiga hozirgi paytda keng qo'llaniladigan Richi-Kreten teleskopi ham kiradi.

2.5.5. Optik tizimni sozlash va fokusga keltirish. Bir necha optik elementlar (ko'zgu va linza) dan iborat optik tizimni kuza-tishga qo'llashdan oldin uni yustirovka (optik sozlash) va fokusirovka qilish lozim. Ko'zgu (linza) ning markazidan unga va fokal tekislikka tik holda o'tuvchi chiziq **teleskopning optik o'qi** deb ataladi. Optik elementlar (botiq ko'zgu, linza, menisk) ning optik o'qlarini bir chiziqqa keltirish yustirovka qilish, to'g'rilash deyiladi. Demak, teleskopning optik o'qi uni tashkil etuvchi optik elementlarning ham markazidan, ularga tik holda o'tadi. Nur qabul qiluvchi asbobning nur sezuvchi qatlami ham optik o'qqa tik holatda o'rnatilishi kerak.

Optik element (linza, menisk), odatda, teleskop quvuri ichiga uchta tayanch nuqtaga o'rnatiladi. Ular optik elementni o'q bo'ylab bir necha mm ga oldinga yoki orqaga surishga va o'qqa nisbatan bir necha gradusga burishga imkon beradi. Yustirovka qilish uchun obyektiv oldiga kichik (1-2 *mm*) teshikli ekranni shunday joylashtiramizki, u faqat obyektivning markaziy qismidan nur o'tkazsin. Agar nur manbai nuqtaviy manba bo'lsa, uning tasviri optik o'qda yotadi. Tasvirni teleskop quvuri o'rtasiga keltiramiz. Shundan keyin boshqa optik elementlarni birin-ketin optik o'qqa o'rnatish boshlaymiz va nazorat qilib boramiz. Ular tasviri optik o'qdan chetga chiqmasliklari kerak.

Agar optik tizim yig'ilgan bo'lsa, uni tekshirish uchun yorug' nuqtasimon manbaga yo'naltiramiz va quvurning quyi qismiga, bir-biriga diametrial tik tortilgan iplar kesishish joyidan tizim orqali manbaga qaraymiz. Bunda optik sirtlardan nurni aks qaytishi natijasida hosil bo'lgan yorug' nuqtalar ko'rinadi. Yaxshi yustirovka qilingan optik tizimda nuqtalar bir chiziqda yotadi.

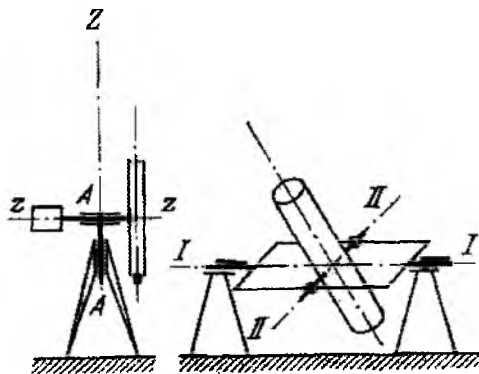
Teleskopni fokusga keltirish uchun yordamchi (ikkinchi) ko'zguni yoki teleskopning kamera qismini optik o'q bo'ylab oldinga yoki orqaga suriladi (optik tizim shunday qilish imkoniyatiga ega bo'ladi). Teleskopning fokal tekisligi fotoplastinkaning nur sezuvchi sirtiga tushiriladi. Bu ishni kassetani oldinga va orqaga surib, har xil masofalarda yulduzlar osmonini suratga olish yo'li bilan bajarish mumkin. Eng aniq tasvir bergan masofa teleskopning fokus masofasi bo'ladi. Vizual kuzatishlarda fokusga keltirish okulyar o'rnatilgan quvrchani oldinga yoki orqaga surish yo'li bilan bajariladi.

2.5.6. Teleskopni o'rnatish va aylantirish. Osmon yoritqichlarining gorizontga nisbatan vaziyati vaqt bo'yicha asta-sekin o'zgarib boradi. Bu, avvalo, Yerni o'z o'qi atrofida sutkaviy aylanishi bilan bog'liq. Shuningdek, yoritqichning haqiqiy harakati yoki Yerning Quyosh atrofida aylanishi bilan bog'liq bo'lgan ko'rinma harakat tufayli uning gorizontga nisbatan vaziyati o'zgarib boradi.

Kuzatish mobaynida yoritqich teleskopning ko'rish maydonidan chiqib ketmasligi uchun teleskopni yoritqichning ko'rinma harakati yo'nalishida u bilan bir xil tezlikda aylantirish kerak bo'ladi. Bundan tashqari, har xil yo'nalishdagi osmon yoritqichlarini teleskopda ko'rish uchun teleskopni ikkita o'q atrofida aylantirish zarur bo'ladi. Bu ishni ikki xil usul bilan bajarish mumkin va shunga ko'ra teleskopni o'rnatishning ikkita usuli mavjud. 1) azimutal qurilma, 2) ekvatorial qurilma.

a). Azimutal qurilma. Ma'lumki, osmon yoritqichlarining gorizont koordinalari, azimuti $A(t)$ va balandligi $h(t)$ vaqt bo'yicha o'zgarib boradi. Agar teleskop qo'zg'almas bo'lsa, yulduz uning ko'rish maydonidan chiqib ketadi. Kuzatish mobaynida yoritqich teleskopning ko'rish maydonida qolishi uchun uni ikki o'q, gorizont va vertikal o'qlar atrofida aylantirish kerak.

Teleskopni gorizont va vertikal o'qlar atrofida aylantirishni ta'minlaydigan qurilma **azimutal montirovka (montirovka, qurilma)** yoki o'rnatish deb ataladi. Azimutal qurilma, odatda, komp'yuter



2.10-rasm. Azimutal qurilma.

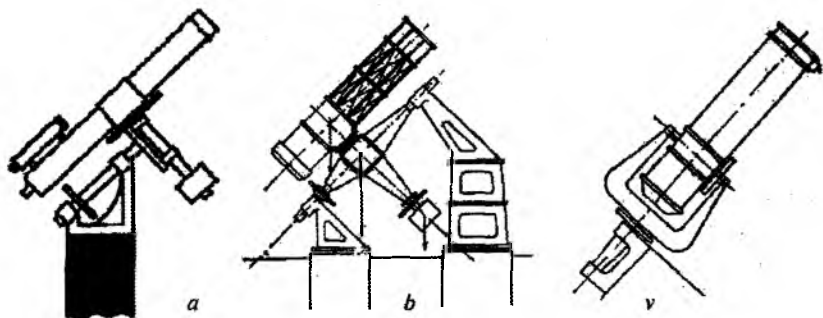
yordamida boshqariladi va katta aniqlik bilan yoritqichni ko‘rish maydonida ushlab turishga imkon beradi. Azimutal qurilma asosan katta optik va radio- teleskoplarda qo‘llaniladi. Masalan, Rossiya FA ning 6 m li teleskopi BTA (Bolshoy Teleskop Azimutalniy) azimutal qurilmadir. Bunday qurilmani qurishdan maqsad o‘nlab tonna keladigan ko‘zgu ortilgan teleskop o‘qlarining egilishini kamaytirishdir.

b) Ekvatorial qurilma va uning turlari. Osmon yoritqichlarining sutkaviy ko‘rinma harakati olam o‘qi atrofida ro‘y beradi. Ekvatorial qurilmaning o‘qlaridan biri olam o‘qiga parallel qilib o‘rnatiladi. **Soat mexanizmi** deb ataladigan elektr motor tishli g‘ildiraklar va aylanma harakatni uzatuvchi tayoqlar orqali teleskop quvurini olam o‘qi atrofida yoritqich bilan bir xil tezlikda aylantiradi. Soat mexanizmi ishga tushirilgach, yulduz teleskopining ko‘rish maydonidan chiqib keta olmaydi.

Har xil og‘ish burchakka ega osmon yoritqichlari tomon teleskopni yo‘naltirish uchun uni olam o‘qiga tik bo‘lgan o‘q atrofida ham aylantirishga to‘g‘ri keladi. Ikkala o‘qqa soat va graduslarga bo‘lingan diametri $\sim 0,6$ m keladigan aylana gardishlar o‘rnatilgan. Agar yoritqichning ekvatorial koordinatalar (δ, t) i ma‘lum bo‘lsa, ular yordamida teleskopni yoritqich tomon yo‘naltirish mumkin. Bu qurilma **ekvatorial qurilma** deb ataladi.

Ekvatorial qurilmaning uch xil turi mavjud: nemischa, inglizcha va ayrisimon (amerikancha). Nemischa turdagi ekvatorial qurilma balandligi teleskop quvurining uzunligidek keladigan vertikal tayanch

ustun uchiga o'rnatiladi. Nemischa qurilma oldindan ma'lum geografik kenglik uchun yasalishi yoki joyning geografik kengligiga moslaydigan tizim bilan jihozlangan bo'lishi kerak. Vertikal tayanch ustunni ko'tarib turadigan oyoqchalar va kenglikka moslaydigan tizim yordamida qurilmaning sutkaviy aylanish o'qi olam o'qiga parallel qilib qo'yiladi.



2.11-rasm. Ekvatorial qurilmalar. a-nemischa, b) inglizcha, v) amerikancha.

Inglizcha turdagi ekvatorial qurilma meridian bo'ylab o'rnatilgan ikkita temir beton tayanch ustunlar ustiga qo'yiladi. Ustunlar shunday balandlikda yasalganki ular ustiga qo'yilgan teleskop quvuri o'rnatiladigan tananing aylanish o'qi olam o'qiga parallel bo'ladi. Teleskop quvuri ana shu tananing o'rtasiga, unga tik holda o'rnatilgan o'qning bir tomoniga o'rnatiladi, o'qning ikkinchi tomoniga muvozanat toshi yuklanadi. Teleskop quvuri hamma vaziyatlarda muvozanatda bo'lishi shart. Soat mexanizmi ustunlarning biriga o'rnatiladi va teleskop tanasini osmon bilan birgalikda aylantiradi.

Ayrisimon turdagi ekvatorial qurilmada teleskop yuklanadigan ayri dastasi qiyshiq (joyning geografik kengligiga mos) asosga tik holda o'rnatiladi. Teleskop quvri o'rnatiladigan o'q esa, ayri shoxlariga joylashtiriladi. Sutkaviy aylanish qiyshiq asosga tik o'q atrofida bo'ladi va soat mexanizmi yordamida ayri dastasi aylantiriladi.

Yulduzlarni kuzatishga mo'ljallangan teleskop yulduz soati bo'yicha yuradigan soat mexanizmi yordamida, Quyosh teleskopi esa o'rtacha Quyosh soati bo'yicha olam o'qi atrofida aylantiriladi.

Yulduz teleskopi bir yulduz soatida 150 burchakka olam o'qi atrofida aylantiriladi.

2.5.7. Teleskopni aniq yo'naltirishni ta'minlash. Soat mexanizmining nosozliklari yoki teleskopning o'rnatirilishi bilan bog'liq xatolar tufayli yoritqich teleskopning ko'rish maydonida asta - sekin u yoki bu tomonga siljishi mumkin. Bunday siljishlar, ayniqsa, yulduzlar osmonini suratga olishda zararlidir. Ular ta'sirida yulduz tasviri cho'zinchoq bo'lib chiqishi mumkin. Buni oldini olish maqsadida teleskopni to'g'ri yo'naltirilishi kuzatuvchi shaxs yoki avtomat tomonidan nazorat qilinib turilishi kerak. Bu maqsadda teleskoplarda asosiy quvur (teleskopi) yonida unga parallel yordamchi kichikroq quvur (teleskop) qo'llaniladi. Bu teleskopchanning ko'rish maydoni bosh teleskopnikidan katta bo'ladi va uning ko'rish maydoniga bir-biriga tik sim-ip tortib qo'yiladi yoki bir-biriga tik ikki juft chiziq chizilgan tiniq shisha o'rnatiladi. Chiziqlar teleskopning optik o'qida kesishadilar. Kuzatuvchi tekshirilayotgan yoritqichni yoki boshqa biror oldindan tanlangan yorug' yulduzni chiziqlar kesishgan joyda turishini nazorat qilib boradi. Agar nazorat yulduzi kesimdan chiqsa mikrometrik vintlar yordamida teleskopni o'qlar atrofida burib yulduz tasvirini iplar kesishgan joyga keltiradi. Bu ish teleskopni yo'naltirishni to'g'rilash, «gidirlash», yordamchi teleskopcha esa gid yoki yo'naltiruvchi deb ataladi.

Hozirgi zamon teleskoplarida bunday ishlar avtomatlar yordamida bajariladi. Boshqarish uchun tanlangan yulduzning tasviri kichik teshik orqali fotoelektrik priyomnikka tushiriladi. Tasvirni siljishi natijasida hosil bo'lgan elektrik signal mikrometr vintlarni aylantiruvchi motorchalarga beriladi. Motorchalar tasvirni siljishi natijasida buzilgan elektrik muvozanat tiklanguncha teleskopni o'qlari atrofida buradi. Bu amal ishchi signallarining notabiiy o'zgarishini bartaraf etish yo'li bilan ham bajarilishi mumkin.

Savollar

1. Nega astrofizik tekshirishlar uchun maxsus teleskop tanlash zarur?
2. Refraktor qanday astronomik kuzatishlarda qo'llaniladi?
3. Reflektorning bosh ko'zgusi va bosh fokusi nima va ular teleskop tanasining qaysi qismida joylashadilar?

4. Qanday teleskopik tizimlar mavjud va ular bir-birlaridan nima bilan farq qiladilar?

5. Hozirgi zamon astrofizikasida keng qo'llaniladigan teleskopik tizimni tariflab bering.

6. Shmidt kamerasi va Maksutov teleskopida qanday ishlar bajariladi?

7. Optik tizimni sozlash va fokusirovka qilish qanday bajariladi?

8. Teleskop qanday o'rnatiladi va yo'naltiriladi?

2.6. Radioteleskoplar va ularning asosiy ko'rsatkichlari

2.6.1. Radioteleskopning vazifasi va tuzilishi. Radioteleskop osmon yoritqichlaridan kelayotgan radionurlanishni yig'ish, o'lchash va qayd qilish uchun qo'llaniladi. Osmon yoritqichlaridan kelayotgan radiosignallar, odatda, tutash spektr singari uzluksiz chastotalar ketma-ketligidan iborat. Shuning uchun osmon yoritqichlaridan uzluksiz radio chastotalar ketma-ketligida kelayotgan radio signallar radionurlanish deb ataladi. Radionurlanish ham yuqorida ko'rilgan optik nurlanish singari atom o'tishlar, zarralarni to'qnashishi hamda ularni elektr va magnit maydonda qarshilikka uchrab tezligini kamayishi (tormozlanishi) natijasida ajralib chiqadigan radio kvantlarning uzluksiz ketma-ketligidan iborat. Radio kvantlar energiyasi juda kichik, bir *mikro eV* dan bir necha *milli eV* largacha etadi. Bu radio kvantlarga uzunligi bir necha mm dan birnecha o'n metr-gacha radio to'lqinlar mos keladi.

Radioteleskop ikki qismdan iborat bo'ladi: antenna va priyomnik (signal qabul qiluvchi). Antenna osmon yoritqichidan kelayotgan radionurlanish (radio to'lqinlar) ni aks qaytaradi va qaytgan bu nurlanish antenaning fokusida yig'iladi. Yig'ilgan nurlanish to'lqin tashuvchilar yordamida priyomnikka uzatiladi. Amaldagi radio-priyomniklar, shuningdek, radioteleskopda qo'llaniladigan priyomniklar ham, ma'lum chastotalardagi radiosignallarni qabul qiladi. Priyomnikning qabul chastotasi (ν) bir necha yuz mega va giga-gerlar (*Mgs*, *Ggs*) oralig'ida bo'ladi, ularga mm (bir mm ga 300 *Ggs* chastota mos keladi) dan o'nlab m (bir m ga — 300 *Mgs*) largacha to'lqin uzunliklar (λ) mos keladi ($\lambda=c/\nu$). Yer atmosferasining radio darchasi kengligi ming *Mgs* (optik darchaning kengligi bir *Mgs* dan kichik). Priyomnikning o'tkazish (sezish va qayd qilish)

polosasi bir Mgs atrofida bo'ladi va bu optik nurlanish priyomnigi o'tkazish polosasidan million marta katta.

Osmon yoritqichlarining radionurlanishi keng o'tkazish polosa-siga ega priyomnik yordamida o'lchansada u juda kuchsiz bo'ladi. Radio nurlanishni qayd qilish uchun yuzasi optik teleskopnikidan ming marta katta yuzadan yig'ishga, demak, juda katta antennalar qurishga va qo'llashga to'g'ri keladi. Radionurlanishni yig'ish optikada qo'llaniladigan printsipga asoslangan. Bu yerda antenna, masalan, parabolik antenna, reflektorda bosh ko'zgu, bajargan ishni bajaradi va u singari o'rnatiladi, yo'naltiriladi va aylantiriladi. Radioteleskop-ning antennasi televideniya qo'llaniladigan va uylarning tomiga o'rnatiladigan parabolik antennaga o'xshash bo'ladi. Televidenie antennalari qo'zg'almas, chunki radio eshittirish tarqatuvchi Yer yo'ldoshi unga nisbatan qo'zg'olmas vaziyatda bo'ladi, to'g'rirog'i, Yer shari bilan bir xil yo'nalishda va tezlikda aylanadi.

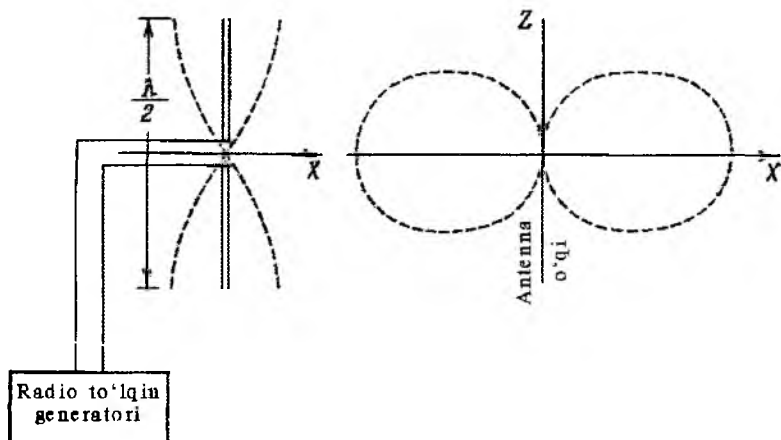
Radioteleskopning qabul qiluvchi qismi yoki priyomnigi esa juda tor (kengligi bir Mgs) qayd qilish polosaga ega, demak, u ma'lum uzunlikdagi to'lqinlarnigina qabul qila oladi. Ya'ni, u kundalik ha-yotda qo'llaniladigan radiopriyomniklarga o'xshab ketadi va ma'lum chastotalarda ishlaydi. Radioteleskop priyomnigi monoxromatik yoki yakka to'lqinni qayd qiluvchi priyomnikdir. Priyomnikning bu xusu-siyati u bilan qo'llanilayotgan antenna qanday bo'lishini belgilaydi, yoki berilgan antennaga har qanday priyomnik ham to'g'ri kelaver-maydi. Shuning uchun radioteleskoplar har xil bo'ladi va ma'lum astrofizik masalani yechishga mo'ljallanadilar. Priyomnikda nurla-nishga ishlov berilgandan keyin u qayd qilinadi.

2.6.2. Antennaning turlari va asosiy ko'rsatkichlari.

a) Dipollardan iborat antenna. Radioto'lqinlarni hosil qilish va efirga tarqatishda umumiy uzunligi to'lqin uzunligining yarmiga teng bo'lgan ikkita metall tayoqchadan foydalanish mumkin (bu tayoq-чалар, yarim to'lqin dipol yoki Gers dipoli deb ataladi). Tayoqcha-larning biri yuqori chastotali o'zgaruvchan tok hosil qiluvchi ge-neratorning bir qutbiga, ikkinchisi esa, ikkinchi qutbiga ulanadi va ochiq fazoga chiqarib, bir to'g'ri chiziq yo'nalishida joylashtiriladi (2.12-rasm). Generator ishga tushirilganda antenna tayoqchalari atro-fida o'zgaruvchan elektromagnit maydon hosil bo'ladi va bu may-dondan barcha tomonga elektromagnit to'lqinlar tarqalaboshlaydi. Radio aloqada bu yuqori chastotali to'lqinlarga past chastotali to-

vush to'liqlari yuklanadi (chastota modulasiyasi) va iste'moichiga yetkaziladi.

To'liqning quvvati tayoqchalarga tik yo'nalishlarda maksimal qiymatga va tayoqchalar yo'nalishida nol qiymatga ega bo'ladi. Yo'nalishlar bo'yicha quvvatni taqsimlanishi antennaning **yo'naltirilish diagrammasi** deb ataladi.



2.12-rasm. Yarim-to'liqin dipol antenna va unda elektromagnit to'liqlarni hosil bo'lishi va tarqalishi. O'ngda antennani yo'naltirilish diagrammasi.

Bunday dipol antenna radio signallarni qabul qilishi ham mumkin. Buning uchun tayoqchalarni priyomnik qutblariga ulash kerak. Endi tayoqchalar qabul qiluvchi antennaga aylandi va uning yo'naltirilish diagrammasi va qabul qiladigan to'liqlari uzunligi tarqatishda qanday bo'lsa shundayligicha qoladi. Antennaning bu xususiyati **almash-tirish prinsipi** deb ataladi.

Qabul qiluvchi antenna atrofini o'rab turuvchi S yuzaga ega sirtga tushayotgan yassi elektromagnit to'liqlarning faqat uzunligi tayoqchalar uzunligiga mos keladiganlarigina dipolda va u orqali priyomnikda o'zgaruvchan tok hosil qiladi. Priyomnikda hosil bo'lgan bu o'zgaruvchan tok endi dipol atrofida o'zgaruvchan maydon hosil qiladi va tushayotgan elektromagnit to'liq quvvatining bir qismi qayta sochila boshlaydi. Qayta sochilayotgan quvvatning qiymati pri-

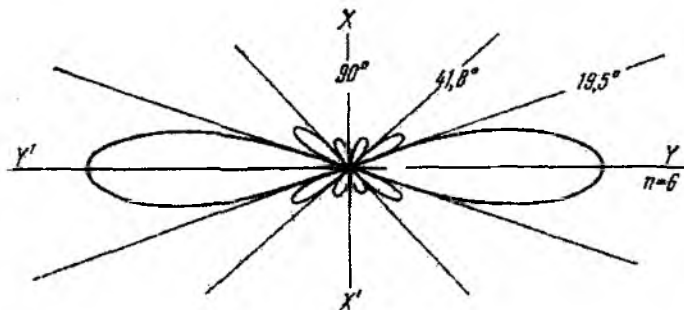
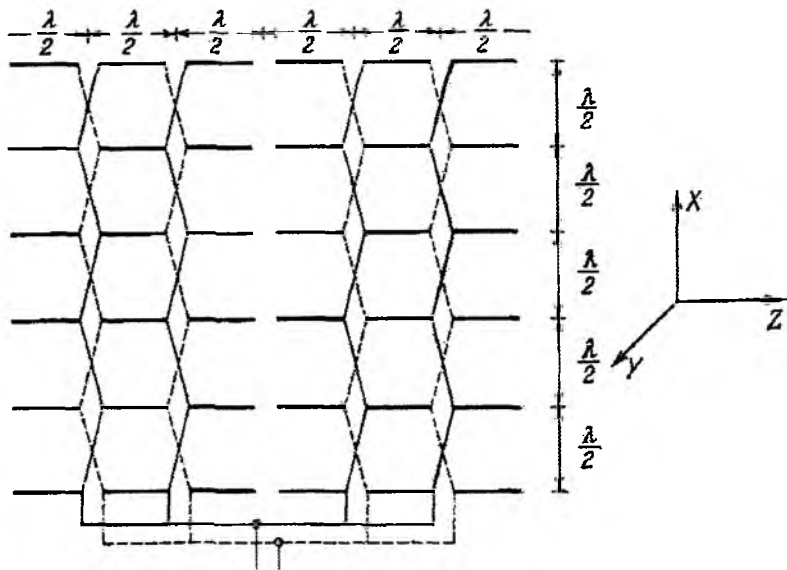
yomnikning xususiyatlariga bog'liq va eng yaxshi hollarda tushayotgan quvvatning 50 foizigina priyomnikda yutiladi va qayd qilinishi mumkin. Shuning uchun antenaning qabul qiluvchi yoki effektiv yuzasi S_A , uni o'rab turuvchi sirtning yuzasidan ancha kichik bo'ladi va dipol o'qiga tik yo'nalishda u

$$S_A = G \cdot \lambda^2 / 4\pi. \quad (2.9)$$

Bu yerda G – yo'naltirilish diagrammasini belgilovchi ko'rsatkich. Dipol antenna uchun $G = 1,64$ va $S_A \approx \lambda^2/8$. Bu yuza $\lambda = 1$ m bo'lganda $0,12$ m² dan oshmaydi. Masalan, Quyoshdan $\lambda = 1$ m to'lqinda kelayotgan radionurlanish oqimi $F_0 = 10^{-11}$ vt/m² ni tashkil etadi va bitta dipol bu oqimning o'ndan birini ($F = F_0 \cdot S_A$) qabul qiladi va unga ulangan eng sezgir priyomnik ham uni qayd qila olmaydi.

Bitta dipoldan iborat antenaning yo'naltirilish diagrammasi juda keng (130°) bo'ladi va unga Quyosh bilan birgalikda butun osmondan kelayotgan radio shovqin ham tushadi va qayd qilinadi. Shuning uchun bunday antenna yaramaydi. Agar dipol orqasiga, undan $\lambda/8$ masofada, qaytaruvchi yassi ekran yoki uzunligi dipolnikiga teng keladigan metall sim qo'yilsa, antenaning sezgirligi kuchayadi. Ekran orqadan kelayotgan to'lqinlarni to'sadi, oldindan kelayotganlarni esa dipol tomon qaytarib beradi (tomlardagi radio, televizor antennalari shunday yasalgan, bir nechta parallel tayoqchalardan iborat va ularni ayrimlari dipol, boshqalari esa ekran vazifasini bajaradi). Albatta, bu antennalarni radioteleskop antenasi sifatida ishlatib bo'lmaydi. Chunki, ularning yo'naltirilish diagrammasi juda keng va effektiv yuzasi kichik.

Biroq ko'plab dipollarni yonma-yon qo'yib, ulardan bir nechta qatorlar tuzib, tayoqchalarni ma'lum tartibda ulash mumkin (2.13-rasm). Tomonlari $a = n_1 \lambda/2$ va $b = n_2 \lambda/2$ bo'lgan yuzaga $n_1 \times n_2$ ta dipol o'rnatish mumkin va bunday antenna keng yuzaga tushayotgan radionurlanishni yutadi va uning effektiv yuzasi bitta dipolnikidan $a \times b$ marta oshadi, yo'naltirilish diagrammasi (bosh "yaproq") esa kichrayadi va kichik yon "yaproqchalar" paydo bo'ladi. Bunday antenna sinfaz antenna deb ataladi va u izotrop (yakka) to'lqin yig'uvchiga (2.9 formula) qaraganda $a \times b$ marta ko'p ($S_A = 4\pi ab/\lambda^2$) to'lqin yig'adi. Sinfaz antenaning yo'naltirilish diagrammasi zy va xz tekisliklarda $\theta_{1/2}(a) = 65^\circ \cdot \lambda/a$, $\theta_{1/2}(b) = 65^\circ \cdot \lambda/b$ kenglikka ega.



2.13-rasm. Yarim-to'liqin dipollardan tuzilgan sinfaz antennada dipollarni ulash sxemasi (yuqorida) va sinfaz antennaning yo'naltrilish diagrammasi (pastda).

Bu yerda $\theta_{1/2}$ diagrammaning maksimal sezgirligi yarmiga teng sezgirlikka ega yo'nalishlari orasidagi burchak. Dipollar sonini ko'paytirish yo'li bilan sinfaz antenna tomonlari a va b ni kattalash-tirish, demak, antennaning yo'naltrilish diagrammasini kichray-tirish mumkin. Masalan, Rossiya Fanlar Akademiyasi Fizika Insti-

tutining Katta Sinfaz Antennasi (KSA) 64 yonma-yon joylashtirilgan 256 dipol qatorga ega va uning yuzasi 200x400 m. Bu antenna 3 m to'liqda ishlaydi va uning yo'naltirilish diagrammasi bosh yaproq'ining kengligi 2,1° ga teng, bu KSA-64 ning ajrata olish kuchini belgilaydi. Odam ko'zining ajrata olish kuchi (gradusning 60 dan biri) bilan solishtirganda bu juda past ajratish demakdir. Bunday antennani aylantirib, osmonning ixtiyoriy tomoniga yo'naltirib bo'lmaydi. U yordamida joy meridianidan o'tayotgan osmon radio manbaidan kelayotgan radionurlanishni o'lchash mumkin. Ikkinchidan, dipollardan tuzilgan antenna, odatda, metr radio diapazonida ishlashga mo'ljallangan. Qisqa radio diapazonda yaxlit shaklda ishlangan yig'uvchi antenna qo'llaniladi. Bunga misol parabolik antennadir (tomlardagiga o'xshash).

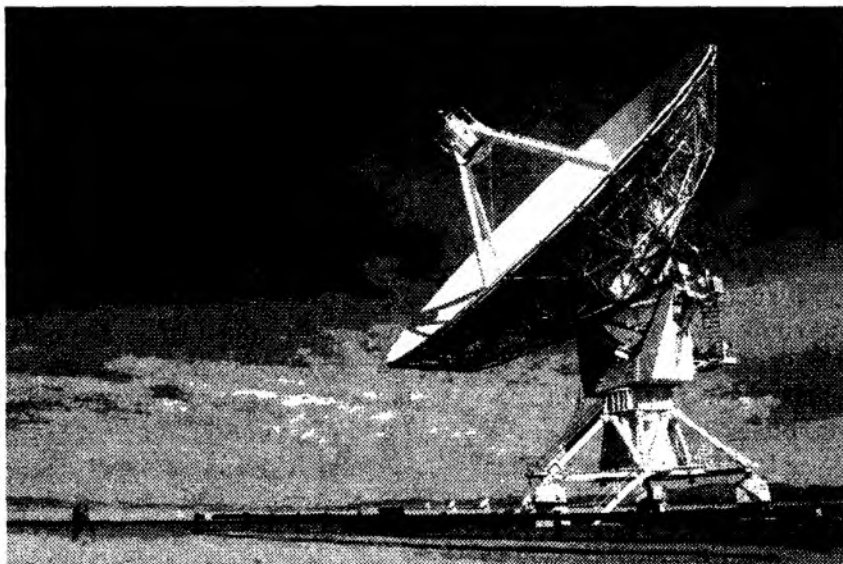
b) Parabolik antenna. Radioteleskoplarda parabolik antennalar keng qo'llaniladi. Uning antennasi diametri birnecha metrdan katta bo'ladi va u osmonning ixtiyoriy tomoniga yo'naltirilishi mumkin. Katta antennalar katta optik teleskoplar singari azimutal qurilmaga o'rnatiladi va u vertikal va gorizontal o'qlar atrofida aylantirilishi mumkin. Antenna oldiga, uning fokusiga, uch oyoqli qurilma yordamida nurlangich, ya'ni antenna tomonidan nurlantiriladigan qurilma, o'rnatiladi. Nurlangich oddiy dipol yoki to'liqin tashuvchi (ma'lum kenglikdagi metall quvr shaklida) sifatida yasaladi va antennadan aks qaytgan va yig'ilayotgan to'liqinlar unda yutiladi (quvur orqali priyomnikka uzatiladi) va kabel orqali priyomnikka uzatiladi. Optik teleskop obyektivi chetida ro'y bergandek parabolik antenna chetida ham radio to'liqinlar difraksiyalanadi va bu jarayon radioteleskopning ajrata olish kuchini chegaralaydi. Reley shartiga ko'ra D diametri antennada ikkita bir-biriga yaqin joylashgan radiomanba alohida-alohida ko'rinadi, agar ular orasidagi burchak (α) ning sinusi $\sin(\alpha) \geq 1,22 \cdot \lambda / D$ bo'lsa. Bu erda λ qabul qilinayotgan to'liqinlar uzunligi.

Obyektivi diametri bir m bo'lgan optik teleskopda, yashil ($\lambda = 530 \text{ nm}$) nurlarda $\sin(\alpha) = 0,6 \cdot 10^{-6}$ radian. To'liqin uzunligi 0,5 m bo'lgan radionurlanishda bunday ajratishga erishish uchun parabolik antennaning diametri $D = 1000 \text{ km}$ bo'lishi kerak! Bunday antennani yasash mushkul masala. RATAN – 600 nomli Rossiya FA radioteleskopi diametri 600 m bo'lgan sferik sirtning kengligi 7,4 m kesimidan iborat va u cm diapozonda balandlik bo'yicha 5 yoy minuti ajrata olishga ega. Bu odam ko'zini kidan uch marta kamdir. RATAN-

600 ning yo'naltirilish diagrammasi pichoqsimon, yani azimuth bo'yich tor, biroq balandlik bo'yicha juda kengdir.

Radioteleskop ajrata olishini kuchaytirishning yana bir yo'li sinfaz antennadir. Hozirgi zamonda dunyoda eng kuchli antenna VLA tarmoqlari 19 va 21 km keladigan Y harf shakldagi temir yo'llar bo'ylab yurgiziladigan 27 ta bir xil kattalikdagi parabolik antennalardan iborat (antennalardan biri 2.14 rasmda tasvirlangan, uning diametri 25 m). VLA ning yo'naltirilish diagrammasi qalamsimon va uning kengligi sm diapozonda bir yoy sekundidan kichik.

Parabolik antenna to'rsimon yoki yaxlit metaldan yasaladi. Uning sirtini matematik aniq parabolik sirdan chetlashishlari (notekisliklari) antenna ishlaydigan to'lqinlar uzunligini to'rt dan biridan oshmasligi kerak (masalan, sm diapozonda bu ikki mm demakdir). To'rsimon antenna yengil bo'ladi va uning to'ri kataklarinin kattaligi qabul qilish mo'ljallanayotgan to'lqin uzunlikdan kichik bo'lishi kerak (masalan, bir metr diapozonda ishlashga mo'ljallangan to'rsimon antenna kataklari kengligi bir metrdan kichik bo'lishi kerak).



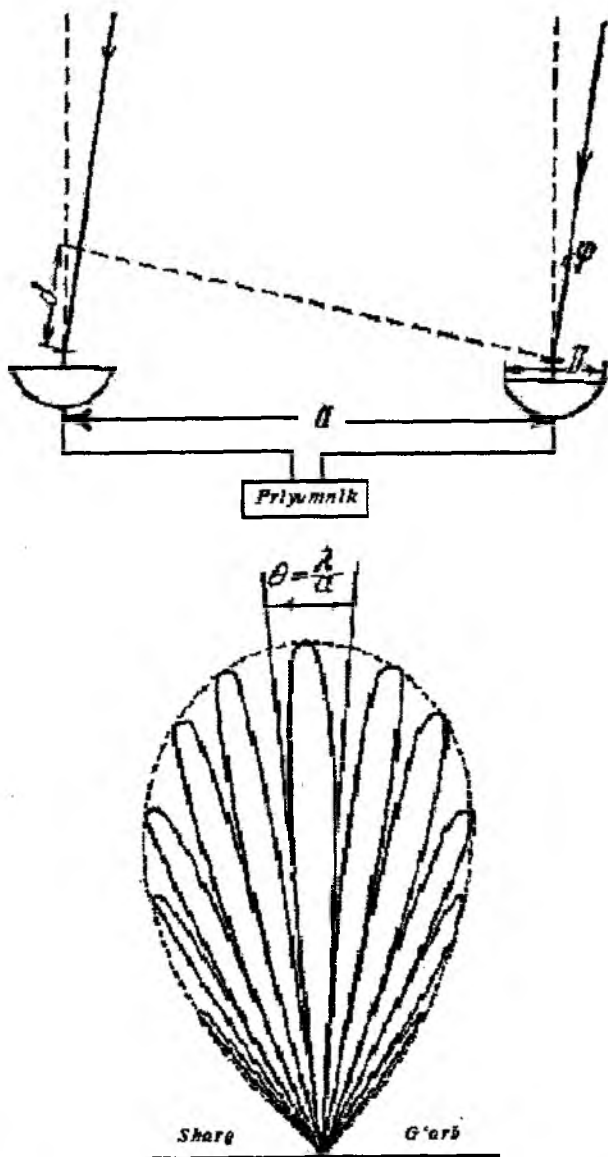
2.14-rasm. Parabolik antenna. VLA ning 27 ta antennalaridan biri.

Doira shakldagi parabolik antennaning yoʻnaltirilish diagrammasi konussimon koʻrinishga ega va uning yarim maksimal intensivlikda kengligi $\theta_{1/2} = 60^\circ \cdot \lambda/D$ ga teng va u radioteleskopning ajrata olish kuchini koʻrsatadi. Zomin tumanining Supa qoʻriqxonasida qurilayotgan radioteleskop antenasining diametri 70 m. Bu antenna $\lambda=4$ sm da odam koʻzidek ($\alpha=2'$) ajrata olish kuchga ega boʻladi. Bu antennada 4, 8 mm larda ham kuzatish mumkin boʻladi, u holda, antennaning ajrata olishi koʻznikidan oʻn marta kuchayadi. Biroq bu hali optik teleskoplaridan ancha kam. Radioteleskoplarni ajrata olish kuchini koʻchaytirish usullari mavjud. Ulardan biri biz yuqorida koʻrgan sinfaz antennadir. Radioteleskop ajrata olishini kuchaytiradigan usullardan yana biri toʻlqinlarning interferentsiyasiga asoslangan.

2.6.3. Radiointerferometr (RI) lar. Agar bir-biridan α masofada joylashgan va bitta priyomnikka ulangan ikkita dipol (A va B) ga ularni tutashtiruvchi chiziq bilan $\alpha \neq 90^\circ$ burchak ostida radionurlanish tushsa, toʻlqinlarning interferentsiyasi roʻy beradi. Antennalarga tushayotgan radionurlanishlar bir-birlaridan $\Delta\varphi = \varphi_A - \varphi_B = 2\pi(\arcsin(\alpha/\lambda))$ faza siljishga farq qiladilar. Natijada toʻlqinlar interferentsiyalanadi, yani ikki antennadan kelayotgan toʻlqinlarning fazalar farqi $\Delta\varphi = \pi, 3\pi, 5\pi, \dots$ boʻlganlari bir-birini soʻndiradi va $\Delta\varphi = 0, 2\pi, 4\pi, \dots$ boʻlganlari esa, aksicha, kuchaytiradi. Soʻngan toʻlqinlar $\sin(\alpha_1) = \lambda/2a, \sin(\alpha_3) = 3\lambda/2a, \dots$ ga mos kelgan $\pm\alpha_1, \pm\alpha_3, \dots$ yoʻnalishlarda va kuchaygan toʻlqinlar esa $\sin(\alpha_0) = 0, \sin(\alpha_2) = \lambda/a, \sin(\alpha_4) = 2\lambda/a, \dots$ ga mos keladigan $\pm\alpha_0, \pm\alpha_2, \dots$ yoʻnalishlarda roʻy beradi. Bunday qoʻsh antennali radioteleskopning yoʻnaltirilish diagrammasi koʻp “yaproqli” boʻladi va yaproqlarni oʻrtasidagisi ($\alpha = \alpha_0$) maksimal kuchaytirishga ega. Markaziy quvvatning yarmiga mos keladigan sathda yaproqchanning kengligi interferometrni ajrata olish kuchini belgilaydi va u $\theta_{1/2} = 60^\circ \cdot \lambda/a$ ga teng. Yaproqchalar bitta antennaga mos keladigan diagramma ichiga joylashadilar. Antennalar orasidagi masofa a qancha katta boʻlsa, yaproqchalarning soni shuncha koʻp va kengligi shuncha kichik boʻladi, yaʼni qoʻsh antennali radioteleskopning ajrata olish kuchi shuncha yuqori boʻladi.

RI kuzatishlarda dipollar emas, balki ikkita parabolik antenna birgalikda qoʻllaniladi, yaʼni ular bitta priyomnikka ulanadi va ulardan kelayotgan toʻlqinlar interferentsiyalanadi.

Antennalar bir-birlaridan oʻnlab (hatto minglab) km uzoqlikda joylashtiriladi. Bunday radioteleskop **radiointerferometr** deb atala-



2.15-rasm. Radiointerferometrlarning sxemasi va yo'naaltirilish diagrammasi.

di va uning ajrata olish kuchi bir necha burchakiy yoy sekundini tashkil etadi. Antennalar orasidagi masofa **interferometrning bazisi** deb ataladi. Masalan bazisi 10 km bo'lgan interferometr $\lambda=1 m$ da $\theta_{1/2}=21'',6$, 100 km bo'lgani esa, $\theta_{1/2}=2'',1$ ajrata olish kuchiga ega. Bu radioastronomik kuzatishlarning ajrata olish kuchini optik teleskoplardagiga yaqinlashtiradi. Hozirgi zamon radioastronomiyasida bazisi minglab km bo'lgan radiointerferometrlar qo'llanilmoqda. Ularda juda yuqori aniqlikka ega atom soatlar bo'yicha bir vaqtda o'lchashlar bajariladi va olingan o'lchash natijalari qo'shib ishlovdan o'tkaziladi. RI kuzatish usuli ikkitadan ko'p antenna yordamida ham bajarilishi mumkin. Bir nechta parabolik antennalarni ma'lum tartibda joylashtirish va qo'llash yo'li bilan RI ning ajrata olish kuchi optik teleskoplaridan o'zib ketdi.

Bunday radiointerferometr antennalaridan biri Yer yuzidagi birorta qit'ada (masalan Amerika) bo'lsa ikkinchisi Osiyoda bo'lishi mumkin. Ikkala antenna atom soatlar bo'yicha bir vaqtda biror kosmik radionurlanish manb'aidan kelayotgan to'lqinlarni bitta priyomnikka yuboradi. Bu to'lqinlar priyomnikka ma'lum faza siljishi bilan keladi va interferentsiyalanadi va natijada faza siljishi $\Delta\varphi=0$ yoki $2\pi \dots$ bo'lganlari bir-birini kuchaytiradi, $\Delta\varphi=\pi$ yoki $3\pi \dots$ lar esa, aksincha, o'chiradi. Bunday amal bugungi kunda qo'llanilmoqda va yaxshi samara bermoqda. Masalan, AQSh, Rossiya va Australiyadagi radioteleskoplar bir vaqtda o'lchaslar bajarmoqda.

2.6.4. Apertura sinteziga asoslangan radioteleskop. Yakka parabolik antennayoki dipollardan tashkil topgan sinfaz antenna aperturasi to'la ishlaydigan radioteleskop (RT) deb ataladi. Bunday RT ning ajrata olish kuchi va signalni kuchaytirishini uning o'lchamlari (diametri) belgilaydi. Biroq RI larda radiosignallar antennalarga qiyshiq burchak ostida tushadi va ularning yuzasi to'la ishlamaydi. Shunga qaramasdan RI ning ajrata olish kuchi kattalashadi. Shuning uchun tomonlari a va b bo'lgan to'rtburchak yuzaga n ta antenna o'rnatish o'rniga shu to'rtburchakning diagonallari kesishgan nuqtadan boshlab uning ikki uchi va ularga qarshi tomoni yo'nalishda Y shaklda joylashtirilgan \sqrt{n} ta antenna bilan to'rtburchakni ichi to'ldirib ishlangan antenna kuchi va ajrata olishiga erishish mumkin. Bunday shaklda joylashtirilgan parabolik antennalar temir yo'llar bo'ylab harakatga keltirilishi mumkin. Hozirgi kunning eng kuchli radioteleskopi Eng Katta Zanjir (Very Large Array, N'yu Meksiko, AQSh) ana

Eng katta va kuchli radioteleskoplar

Nomi va yili	Antenna turi,	Joyi	Chastota, to'liq uzunligi	Ajrata olish kuchi	Ilmiy masalalar
VLA, Eng katta zanjir, 1990-y.	27 ta 25 m parabolik antenna Y (elkalari 21 va 19 km) joylashgan	N'yu Meksiko, AQSh	300 Mgts (bir m) dan 300 Ggts (sm gacha)	1,3 sm da 0,1", 21 sm da 2"	Merkuriyda suv, yulduzlar atrofida tojlar, Galaktikada mikrovavzar
Grin Benk, 2000-y	100 m parabolik,	Garbiy Virjiniya, AQSh	Bir necha yuz ming Mgts, dan yuz Ggts gacha	To'la aylanuvchi, $\Delta\delta$ va $\Delta\alpha$ bo'yicha 0.0010	Kvazarlar, kometalarda molekular, yulduz hosil qiluvchi obyektlar
RATAN-600, 1970-y.	Parabola kesimi, 7,4x2 m, D=600 m, 895 ta shiddan iborat	Zelenchug, Shimoliy Kavkaz, Rossiya	300 Mgts (bir necha m) dan 300 Ggts (bir sm gacha)	Azimut (Δt) bo'yicha 2", balandlik - yoy minutlari	Quyosh tojida radio chaqnashlar, kvazarlar, pulsarlar, radio galaktikalar
Arsebio RT, 1963-y	Serik antenna, 305 m,	Puerto Riko	300 Mgts, m dan 100 Ggts, 3 sm gacha	0.0010	Atomar va molekulyar koinot xaritalari, pulsarlar.
RT-70 2015-y	Parabolik, yaxlit, diametri 70 m, eng katta submillimetr teleskop	Supa, Zomin, O'zbekiston	1000 Ggts, 4 mm, 8 mm, 300 Mgts	1"	Kvazarlar, pulsarlar, yulduz hosil qiluvchi bulutlar

Izohlar: VLA, Very Large Array, eng katta zanjir; RATAN-600, Rossiya fanlar akademiyasining radioteleskopi; RT-70, Radioteleskop-70.

shunday ishlangan va har birining diametri 25 m bo'lgan 27 antenadan iborat. Birorta kosmik radio manbaga qaratilgan bu antennalardan kelayotgan radio signallar qo'shib komp'yuterda tahlil qilinadi va radiomanba radio xaritasi tuziladi unda radio temperaturani taqsimlanishi tekshiriladi. Bunday radioteleskop **aperturalar** (ko'plab antennalar) **sintezi** (qo'shib tahlil qilish) ga asoslangan deb ataladi. Bunday radioteleskop antennalariga radio manba signallari 12 soat davomida (radio manba gorizont ustiga chiqqandan to botgungacha) har xil burchak ostida tushadi va qayd qilib boriladi. Yarim sutka davomida to'plangan o'lchash natijalari komp'yuterda tahlil qilinadi va radio manbaning radioxaritasi tuziladi. Bunday xaritalarda radio manbalarning ichki tuzilishi yuqori aniqlikda o'rganildi.

2.6.4. Radioteleskopning asosiy ko'rsatkichlari.

a) Radioteleskopning ajrata olish kuchi. Agar parabolik antenaning fokusiga dipol o'rnatib uni generatorga ulasak, undan tarqalayotgan elektromagnit to'lqinlar antenna sirtidan aks qaytib proyektor nuri dastasiga o'xshash radio to'lqinlar dastasini hosil qiladi. Bu dasta parallel to'lqinlar dastasi bo'lmay, balki u ko'zgudan uzoqlashgan sari kengayib boruvchi dastaga aylanadi. Buning sababi, antenna (proyektor ko'zgusi) chetida to'lqinlarning difraksiyalanish hodisasidir va dastaning kengayish burchagi φ ko'zguning diametri (D) ga teskari va radio to'lqin uzunligi (λ) ga to'g'ri proporsional bo'ladi $\varphi(\lambda, D) = 57^\circ, 2/D$. Agar generator $P^\lambda(\varphi, \theta)$ quvvatli to'lqinlar chiqarayotgan bo'lsa, u antenadan sochilayotgan quvvat $P_s^\lambda(\varphi, \theta)$ bilan quyidagicha bog'langan bo'ladi.

$$P^\lambda = \iint_{\Omega} P_s^\lambda(\varphi, \theta) d\varphi \cdot d\theta, \quad (2.10)$$

bu yerda Ω – fazoviy burchak va $\varphi=0, \theta=0$ teleskopning elektrik (optik o'qqa o'xshash) o'qiga to'g'ri keladi. Bu yo'nalishda sochilayotgan quvvat maksimal bo'ladi.

b) Antennaning effektiv yuzasi va kuchaytirishi. Agar F_λ radio oqimning spektral zichligi bo'lsa va $S_{eff}(\varphi, \theta)$ antenaning φ va θ yo'nalishdagi kesimiga proporsional yuza bo'lsa, u holda, priyomnikka tushayotgan radio oqim quvvati $P_s^\lambda(\varphi, \theta) = F_\lambda \cdot S_{eff}(\varphi, \theta)$. Odatda sochilayotgan quvvat izotrop manba (yakka dipol) dan bir fa-

zoviy burchak ichida sochilayotgan quvvat $P_{\pm}^\lambda(\varphi, \theta) = \frac{F_\lambda \cdot \lambda^2}{4\pi}$ bir-

liklarida ifodalanadi va u $(P_\lambda(\varphi, \theta))$ radioteleskopning kuchaytirish-

ini belgilaydi. $F_\lambda(\varphi, \theta) = \frac{P_\lambda(\varphi, \theta)}{P_{iz}^\lambda(\varphi, \theta)} = \frac{4\pi S_{eff}(\varphi, \theta)}{\lambda^2}$. Antennaning kuchaytirishi $\varphi = \theta = 0$ yo'nalishda maksimal qiymatga ega bo'ladi. $F_\lambda(\varphi, \theta)$ – **antennaning yo'naltirilish diagrammasini** ifodalaydi. Antennaning elektrik o'qida $S_{eff}(0, 0) = \gamma S_{g'e}$ maksimal qiymat qabul qiladi va $\gamma = 0,5 \div 0,7$, $S_{g'e} = \pi \cdot D^2 / 4$ antennaning kirish teshigi yoki aperturasi yuzi. Ko'p dipolli sinfaz antennalarda kuchaytirish darajasi $F_\lambda(0, 0)$ ko'plab mingga etadi.

To'liqin tarqatuvchi antenna uchun yuqorida chiqarilgan formulalar va ko'rsatkichlar radionurlanishni qabul qiluvchi radioteleskop uchun ham qo'llanilishi mumkin. Bunda $S_{eff}(\varphi, \theta)$ radioteleskop antannasining φ va θ yo'nalishda qabul qiluvchi yuzasi, $F_\lambda(\varphi, \theta)$ – shu yo'nalishda sezgirligi yoki kuchaytirishi. $F_\lambda(\varphi, \theta)$ – funksiyaning geometrik o'rni teleskopning yo'naltirilish diagrammasini ifodalaydi. Diagrammaning $F_\lambda(0, \theta)$ yoki $F_\lambda(\varphi, 0) = F_\lambda(0, 0) / 2$ yo'nalishlari orasidagi burchak radioteleskopning ajrata olish kuchini ko'rsatadi. U, odatda, $\theta_{1/2}(\lambda, D) = 1,03 \cdot \lambda / D$ radianga teng bo'ladi. Radioteleskopning effektiv yuzasi, uning yo'naltirilishi va kuchaytirishi bilan bog'liq muhim ko'rsatkich hisoblanadi.

$$S_{eff}(\varphi, \theta) = \frac{F_\lambda(\varphi, \theta) \lambda^2}{4\pi} \quad (2.11)$$

Bu yerda $\frac{\lambda^2}{4\pi}$ – izotrop ideal antennaning bir birlik fazoviy burchakka

mos keladigan yuzasi. Qabul qilinayotgan nurlanish oqimining quv-

vati $P_\lambda(\varphi, \theta) = \frac{F_\lambda(\varphi, \theta) \cdot \lambda^2}{4\pi}$ ga teng va uning birligi *vt/sr.gs*. Berilgan

radioteleskop yordamida spektral oqimi zichligi (F_λ) ma'lum bo'lgan manbadan kelayotgan oqim ($P_\lambda(\varphi, \theta)$) turli xil (φ, θ) yo'nalishlarda o'lchanadi va bu yo'nalishlarda antennaning kuchaytirishi

$$F_\lambda(\varphi, \theta) = \frac{4\pi \cdot P_\lambda(\varphi, \theta)}{F_\lambda \lambda} \text{ formula yordamida hisoblanadi.}$$

Radioteleskopning boshqa ko'rsatkichlari keyinroq, priyomniklar bilan tanishish jarayonida, ko'riladi. Hozir kosmik fazodan turib,

Yerning sun'iy yo'ldoshlarida astrofizik kuzatishlar olib borishda qo'llaniladigan asboblardan tanishamiz.

Savollar

1. Radioteleskopni qo'llashdan maqsad.
2. Antenna turlari va ularni bir-biridan farqi.
3. Antennaning yo'naltrilish diagrammasi va kuchaytirishi.
4. Antennaning effektiv yuzasi va kuchaytirishi.
5. Antennaning ajrata olish kuchi.
6. Radiointerferometr nima, u qanday maqsadda qo'llaniladi?

2.7. Kosmik astrofizik tekshirish asboblari

2.7.1. Kosmik astrofizik tekshirishlarning xususiyatlari. Osmon yoritqichlari nurlanishining ko'p qismi Yer yuziga yetib kelmaydi. Bular qisqa to'liqlik gamma ($\lambda < 0,01 \text{ nm}$), rentgen ($0,01\lambda < 10 \text{ nm}$), ultrabinafsha (u eng chetki UB — $10 < \lambda < 40$, uzoq UB — $40 < \lambda < 200$, yaqin UB — $295 < \lambda < 395 \text{ nm}$ larga bo'linadi) nurlanishning $\lambda < 295 \text{ nm}$ lari va uzun to'liqlik infraqizil IQ (u yaqin IQ — $0,75 \text{ mkm}$ dan bir mkm gacha, o'rta IQ — 4 mkm dan 10 mkm gacha, uzoq IQ — 10 mkm dan 100 mkm gacha) nurlarning $10 \text{ mkm} < \lambda < 1000 \text{ mkm}$. Bu nurlarda tekshirishlar bajarish uchun o'lchash asbobini Yer atmosferasidan tashqariga olib chiqish kerak bo'ladi. Bu ishni samolyotlar va aerostatlar (30 km), baland uchar geofizik raketalar (100 km), Yerning sun'iy yo'ldoshlari (ESY, 200 km dan baland) va avtomatik kosmik stansiyalar (AKS) bajaradi. Osmon yoritqichlari spektrining bu diapazonlarida maxsus teleskoplar va nurlanish priyomniklari qo'llaniladi.

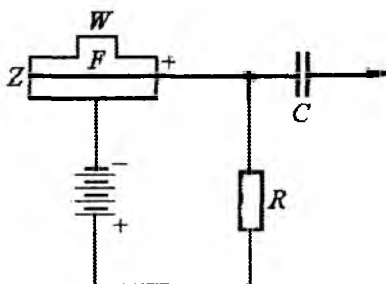
Osmon yoritqichlarining rentgen va gamma nurlarini kosmik nurlar deb ataluvchi yuqori energiyali (10^{20} eV gacha) zaryadlangan zarralar (atom yadrolari) ummonida qayd qilishga to'g'ri keladi. Kosmik nurlar energiyasi bo'yicha rentgen va gamma kvantlar ketma-ketligining yuqori energiyali chegarasidan boshlanadi.

2.7.2. Kosmik nurlar astrofizikasi. O'tgan asr boshlarida boshqa elektrik manbalari ta'siridan butunlay himoyalangan elektroskopning elektrsizlanishiga e'tibor qaratilgan edi. Demak, qoplamlar orasidagi gaz (havo) tashqaridan kirayotgan nurlanish ta'sirida

mudom ionlantirilib turiladi. Bir necha vaqt bu ionlantiruvchi nurlanish Yer po'stlog'idagi radioaktiv parchalanish natijasida hosil bo'layotgan gamma nurlar bo'lsa kerak, deb faraz qilindi.

1912-yil 7-avgustda avstriyalik fizik olim Viktor Gess (1883-1964) uchta elektroskop ortilgan havo sharida 5000 m balanlikkacha ko'tarildi va elektroskoplarda zaryad miqdorini o'lchab bordi. Gess Yer yuzidan ko'tarilgan sari elektroskoplarning elektrsizlanishi kuchayib borishini, demak, elektroskoplar atrofidagi gazning ionlanishi ancha kuchayishini aniqladi. Shunday qilib, kosmik fazodan, Yerga elektroskop qoplamlari orasidagi gazni ionlantiradigan nurlanish kelayotgani kashf etildi. Bu kashfiyoti uchun V.Gessga 1936-yilda Nobel mukofoti berildi. Bu kosmik nurlanish turli xil kimyoviy elementlarning yadrolari oqimi ekanini bilamiz. Agar atmosfera bo'lmaganda Yer yuzining $1 m^2$ yuzasiga bir sekundda 10000 ta bunday o'ta yuqori energiyali zaryadlangan zarralar tushgan bo'lar edi.

Bu zarralar atmosfera gazi atomlarini ionlantiradi, natijada ikkilamchi kosmik nurlar (kamroq energiyadagi zaryadlangan zarralar) hosil bo'ladi. Elektroskopni elektrsizlantirgan kosmik nurlanish ana shu ikkilamchi zarralar bo'lib chiqdi. Agar kosmik fazodan Yer atmosferasining yuqori qatlamlariga kirayotgan birlamchi kosmik nurlar energiyasi $10^{18} - 10^{20} eV$ bo'lsa, u holda $1 m^2$ Yer yuziga tushayotgan ikkilamchi kosmik zarralar soni bir necha mld ga etadi. Haqiqatdan, osmon yoritqichlarining gamma va rentgen nurlarini qayd qilish ummonda dur izlash bilan barobar.



2.16-rasm. Geyger-Myuller sanoqchisi.

Fizik olimlar kosmik nurlarni tekshirish borasida pozitron, mezon va giperonlarni kashf etdilar. Astrofizik olimlar uchun bu nurlar-

ning manbaini topish va tekshirish muhim masala hisoblanadi. Bu maqsadda birlamchi kosmik nurlarni tashkil etgan zarralarning kimyoviy tarkibi, tezligi, energiyasi, kelish yo'nalishi o'rganildi. Kosmik nurlar barcha tomondan bir xil intensivlikda kelishi, ya'ni ularning osmon bo'ylab taqsimlanishi izotrop ekanligi, osmonda birorta ajratilgan kosmik nur manba yo'qligi aniqlandi.

Kosmik nurlar Vilson kamerasi, Geyger-Myuller sonoqchisi, stsintillatsion va Cherenkov sanoqchilari va yadro emulsiyasi surtilgan detektorlar yordamida qayd qilinadi va o'rganiladi.

2.7.3. Ultrabinafsha astronomiya. Ultrabinafsha nurlar ($\lambda > 120 \text{ nm}$) da kuzatishlar uchun yuqorida ko'rib chiqilgan alyuminlangan botiq ko'zguli teleskop (masalan, Richi-Kreten optik tizimdagi reflektor) yetarli. To'liq uzunligi 100 nm dan 120 nm gacha UB nurlanishni alyuminlangan ko'zgu yaxshi qaytarishi uchun u yupqa ftorlangan magniy qatlam bilan qoplanadi. Osmon yoritqichlarining UB nurlanishi, odatda, kam intensivlikka ega. Shuning uchun UB nurlarda kuzatishlarga mo'ljallangan teleskoplarda nur qaytaruvchi sirtlar (ko'zgular) soni minimal bo'lishi kerak. Masalan, bu nurlarni spektrga yoyishda botiq kuzgusimon difraksion panjara ishlatiladi. Bunda kollemator va kamera ko'zgulari ishini botiq difraksion panjara bajaradi. To'liq uzunligi 40 nm dan qisqa UB nurlar (chetki UB va rentgen) ko'zgu yuziga kichik burchak ostida tushganda, ularni ko'zgudan aks qaytishi yuqori darajada kuchli bo'ladi. Bu diapazonda teleskopning bosh ko'zgusi yaxshi samara berishi uchun uning sirtiga nur qiya holda tushishi kerak.

Oxirgi yillarda (1990-yillardan keyin) chetki UB va rentgen nurlarda osmon yoritqichlarini (Quyoshni) tekshirishda bosh ko'zguga tik holatga yaqin nurlanish tushadigan Richi-Kreten teleskopi qo'llanilmoqda. Masalan, 1995-yilda Yer+Quyosh tizimining birinchi Lagranj nuqtasiga (u Yerdan $1,5 \text{ mln km}$ uzoqlikda, Quyosh tomonda) chiqarilgan EIT/SOHO (Chetki ultrabinafshada tasvirga oladigan Teleskop/Quyosh va Geliosfera Observatoriyasi) ga shunday teleskop o'rnatilgan. Bu ko'rish maydoni $45'$ bo'lgan teleskopning ko'zgulari sirtiga ustma-ust bir necha qatlam molibden va kremniy yotqizilgan. Ko'zgular to'rtta kvadrantga bo'lingan, har bir kvadrant oldiga ma'lum filtrlar (berilliy, selyuloza, alyumeniy plyonkalar) qo'yiladi va ular teleskopning fokal tekisligida ketma-ket ma'lum spektral chiziq ($\text{FeX } \lambda 17,1 \text{ nm}$, $\text{FeXII } \lambda 19,5 \text{ nm}$, FeXIV

128,4 nm, HeII $\lambda 30,4 \text{ nm}$) nurida Quyosh tasvirini hosil qiladi. Bunday ko'p qatlamli ko'zgular monoxramatik teleskopga aylanadi va ma'lum to'lqin uzunlikdagi nurlar uchun oldindan hisoblab chiqiladi va shu to'lqin uzunlikdagi nurlarda Quyoshni kuzatishda qo'llaniladi.

Ultrabinafsha spektrni olishda shuman fotoemulsiyasi ishlatiladi. Bu emulsiyada jelatin kam bo'ladi. Ma'lumki, oddiy emulsiyadagi jelatin UB nurlanishni kuchli yutadi va kuchli shu'lanadi. UB diapazonda fotoelektrik priyomniklar ham qo'llaniladi. To'lqin uzunligi 160 nm dan qisqa nurlar Geyger-Myuller sanoqchisi yordamida qayd qilinishi mumkin. Sanoqchi, ichiga o'qi bo'ylab ingichka metall (volfram) sim tortilgan silindr bo'lib (2.16-rasm) uning devorlari va sim orasida katta qarshilik orqali yuqori darajada potensiallar ayirmasi hosil qilinadi. Sim manbaning musbat, silindr esa manfiy qutbga ulanadi. Ko'pchilik bunday sanoqchilar silindri etil spirti, azot oksidi va xlorli metil bug'i aralashtirilgan (10 %) argon bilan to'ldiriladi. UB va rentgen (X) kvantlarni yutgan aralashma gaz atomlari ionlanadi va elektron hamda ion hosil bo'ladi. Sim bilan silindr orasidagi elektr maydon ta'sirida bu zaryadlar qarama-qarshi tomonga tezlanish oladilar va neytral atomlar bilan to'qnashib, ularni ham ionlantiradi. Natijada, har bir yutilgan kvant 10^4 juft zaryadlangan zarra hosil qiladi va ular elektrodlarga urilib zanjirda impuls singari tokni hosil qiladi. Sanoqchi bunday impulslarni sanay boshlaydi.

2.7.4. Rentgen va gamma astronomiya. Osmon yoritqichlarida rentgen va eng chetki UB nurlanish ozod elektronni zaryadlangan og'ir yadrolar yaqinidan o'tganda tormozlanishi hamda tez elektronlarni tashqi magnit maydonlarda tormozlanishi natijasida hosil bo'ladi. Bu nurlanish tutash spektrga ega

Ozod elektronni zaryadlangan atom yadrosi bilan o'zaro ta'siri ehtimoli juda katta, shuning uchun bu jarayon qattiq rentgen va chetki UB fotonlari hosil qiluvchi asosiy jarayon hisoblanadi. Tormozlangan elektronning tormozlanish energiyasi uning yadroga yaqinlanish masofasiga mos (100 keV gacha) energiyali rentgen foton sifatida nurlanadi. Bunday rentgen nurlanish issiqlik nurlanish singari tutash spektrga ega bo'ladi, biroq u optik yupqa qatlamdan sohilgani uchun kuchli bo'lmaydi. Shuningdek, tez elektronlarni magnit maydonda tormozlanishi, past energiyali (mas. yorug'lik) fotonlarni relativistik elektronlarda komptoncha sohilishi natijasida

ham rentgen fotonlar hosil bo'lishi mumkin. Bunday jarayonlarda hosil bo'lgan rentgen nurlanish noissiqlik tabiatga ega.

Elektronni og'ir atomlar yadrosiga eng yaqin elektron qobiqqa (K-qobiq) tushishi natijasida chiziqli rentgen spektr hosil bo'ladi va uning energiyasi taxminan element atomi yadrosining tartibiy nomeri kvadratiga proporsional bo'ladi. Masalan, kislorod atomida elektronni K qobiqqa tushishi 500 eV li, temir atomida shunday jarayon 6,4 keV li foton beradi. Bunday jarayonlar, masalan, Quyoshning toj qatlamlari sharoitlarida ro'y beradi. Quyosh tojining eng chetki UB spektrida Fe X, Fe XII, Fe XIV, He II ionlarning, rentgen spektrida temirning vodorodsimon ionining (Fe XXVI) kuchli emission chiziqlari kuzatiladi.

Gamma nurlanish rentgen nurlanishning tabiiy davomi bo'lib, gamma kvantlar hosil bo'lishining bir necha mexanizmlari bor. Avvalo, yulduzlararo muhitda gaz atomlarini yuqori energiyali protonlar bilan to'qnashishi natijasida ular yadrolarini uyg'ongan holatga o'tishi bilan bog'liq jarayonlar gamma kvant hosil bo'lishiga sababchi bo'lishi mumkin. Bu jarayonlar yadroni normal holatga qaytishi va energiyasi 10 Mev (megaelektronvolt) dan oshmaydigan gamma kvantlarni chiqarishiga sababchi bo'ladi. Elektron va pozitron to'qnashuvida energiyasi 0,5 Mev bo'lgan ikkita gamma kvant hosil bo'ladi. Kosmik nurlar yulduzlararo muhitdagi atom yadrolari bilan to'qnashganda π mezonlar hosil bo'ladilar. Biroq π mezonlar shu daqiqadayoq energiyasi 50 Mev dan ortiq ikkita gamma kvantga ajraladi. Shuningdek, yuqori energiyali elektronlarni zaryadlangan zarralar bilan to'qnashishi, kuchli magnit maydonlarda ionlarni tormozlanishi natijasida ham gamma kvantlar hosil bo'ladi.

Gamma kvantlarning to'lqin uzunligi $< 0,01\text{ nm}$, energiyasi esa, 0,12 MeV dan katta. Gamma-nurlanish shartli ravishda to'rtta diapazonga bo'linadi: yumshoq gamma kvantlar (0,1 dan 10 MeV gacha), jadal (10 MeV dan 1 GeV (gigaelektronvolt) gacha, qattiq (1 – 100 GeV) va o'ta qattiq (100 GeV dan katta). Energiyasi taxminan 10^{15} eV (yuz ming GeV) bo'lgan kosmik gamma kvantlar qabul qilingan. Eng quvvatli tezlatkichlarda energiyasi 100 GeV gamma kvantlar olingan.

Shunday qilib, rentgen va gamma kvantlar kosmik fazodagi noissiqlik xususiyatga ega bo'lgan jarayonlarda hosil bo'ladilar va ularni tekshirish bu jarayonlar tabiatini o'rganishga imkon beradi.

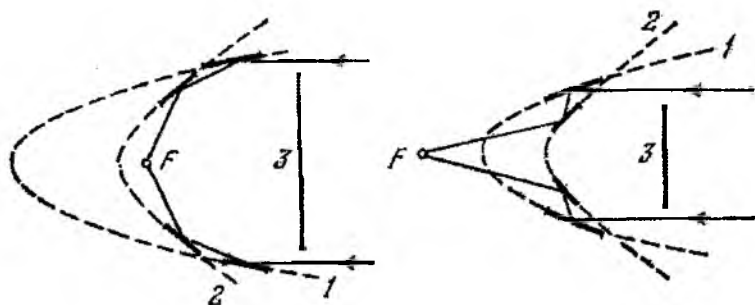
Rentgen va gamma nurlar Yer atmosferasida yutiladilar va shuning uchun ular Yer yuziga yetib kelmaydi. Bu nurlarni yig'ish, o'lchash va qayd qilish uchun teleskop va o'lchash asbobini Yer atmosferasidan tashqariga chiqarish kerak. Rentgen va gamma nurlarni yig'uvchi va qayd qiluvchi asbob mos ravishda **rentgen va gamma teleskop** deb ataladi. Rentgen nurlar X-nurlar deb ham yuritiladi.

a) Rentgen teleskop. Dastlabki rentgen teleskop rentgen fotonlarni gazga ta'siri natijasida hosil bo'ladigan ion va elektronlarni sanashga asoslangan va u Geyger sanoqchisiga o'xshash bo'lgan. U maxsus tanlangan gaz, masalan, argon to'ldirilgan Geyger sanoqchisi bo'lib, uning nur tushadigan tuynugiga berilliydan yasalgan, o'n mikron qalinlikdagi folga (yupqa shiqildoq qogozga o'xshash) tortiladi. Bunday sanoqchi 1,5-6 Kev energiyali ($\lambda=0,2-0,8 \text{ nm}$) kvantlarni qayd qila oladi. Bunday sanoqchilardan ikki xili (ular har xil diapazonlarda sanaydi) hozir orbitada uchib yurgan GOES-9 nomli Yer yo'ldoshiga o'rnatilgan va ular Quyoshdan kelayotgan rentgen nurlanishni (rentgenda chaqnashlarni) qayd qiladi. Bu yo'ldoshga Quyoshdan kelayotgan elektronlar va protonlar oqimi quvvatini o'lchaydigan asboblari ham o'rnatilgan. Ular keng diapazonda (1000 Mev gacha) protonlar oqimini o'lchashga imkon beradi. Yuqori energetik ajrata olish qobiliyatiga ega bu asboblari past burchakli ajrata olish kuchiga ega, ya'ni ular Quyosh yuzidagi rentgen va gamma nurlanish oqimi manbalarini ajrata olmaydilar va butun Quyosh yuzidan kelayotgan oqimni bitta manbadan kelayotgan oqim sifatida o'lchaydilar.

Tasvir hosil qiluvchi rentgen teleskop reflektor singari parabolik va giperbolik ko'zgulardan iborat bo'ladi. Ma'lumki, ko'zguga tik tushayotgan rentgen nurlari undan aks qaytmaydi. Biroq, agar rentgen nurlari ko'zgu yuziga kichik burchak ostida (ko'zgu yuziga urinma shaklda) tushsalar ular undan shunday burchakka aks qaytadilar. Rentgen teleskop ikkita har xil egrilik radiusiga ega (biri parabolik, ikkinchisi giperbolik) halqasimon ko'zgulardan iborat bo'ladi (2.17-rasm).

Ularning biri ikkinchisi ichiga simmetrik ravishda shunday joylashtiriladiki, ulardan birin-ketin aks qaytgan (suv yuziga qiya otilgan pulakcha tosh singari) parallel nurlari teleskopning fokal tekisligida kesishadilar va yoritqich (masalan Quyosh) ning tasvirini hosil qiladi. Ko'zgular oldiga halqasimon teshikli to'siq va nur sa-

ralagich (filtr) qo'yiladi. Qalinligi 13 *mkm* bo'lgan berilliy folga 0,35 *nm* dan to 1,4 *nm* gacha bo'lgan, lavsan plenka esa 4,4 – 6,0 *nm* diapazondagi to'liqlarni o'tkazadi. Berilliy folga orqali olingan tasvir qattiq, lavsan (selyuloza) plenka orqali olingan tasvir esa, yumshoq rentgen tasvir deb ataladi.



2.17-rasm. Rentgen teleskopda nurlarning yo'nalishi (F – fokus, 3 – nur tutqich, 1 va 2 – ko'zgu sirtlari).

Quyoshning rentgen tasviri SKYLAB (1973-yil) va YOHHOH (1991-2001-yillar), HINODE (2006-yil) nomli Yer yo'ldoshlariga o'rnatilgan rentgen teleskoplar yordamida olingan va olinmoqda. Quyoshning tasviri CCD kamera yordamida qattiq va yumshoq X-nurlarda olinadi. SKYLAB, YOHHOH olgan tasvirlarda har bir piksel (matritsa elementi) ga 5", yani besh yoy sekundi, HINODE da olingan tasvirda – 2", yani ikki yoy sekundi to'g'ri keladi.

Agar rentgen kvant sanoqchilari oldiga ko'plab ingichka naychalar dastasini yoki bir-biridan ma'lum masofada joylashtirilgan ikkita sim to'rlarni o'rnatsak, bu qurilmalar ham teleskop vazifasini bajarishi mumkin. Bunday qurilma naychali va sim to'rli kollimator deb ataladi va kamera-obeskur singari rentgen tasvir hosil qiladi va rentgen manbalarni osmonda o'rnini aniqlashda qo'llaniladi. Bunday qurilmaning ajrata olishi bir burchak gradusdan oshmaydi.

Kuchli kosmik rentgen manbalarining spektri kristallik Breg spektrometri yordamida olinadi. Bu spektrometr diffraksiyalovchi kristalldan (mas., ftorlangan litiy) va geyger sanoqchisidan, kristallni aylantiruvchi va detektorni, ya'ni priyomnikni, yurgizuvchi mexanizmlardan iborat bo'ladi. Bu asbobning kirish teshigi oldiga tanlangan nur saralagich (filtr) qo'yiladi. Ftorlangan litiy kristali

0,13–0,31 nm diapazondagi spektrni 0,001 nm spektral ajralish bilan olishga imkon beradi.

Baland uchar raketalar va Yerning sun'iy yo'ldoshlariga o'rnatilgan rentgen teleskoplar yordamida bir necha ming rentgen nur manbalari topilgan. Bular orasida har xil tipdagi chaqnovchi o'zgaruvchan yulduzlar, oq karliklar, rentgen pulsarlar, chaqnovchi rentgen manbalar (basterlar) va o'ta yangi yulduzlar qoldiqlari bor. Ayrim rentgen manbalar Galaktikadan tashqarida joylashgan (mas. rentgen kvazarlar). Yerning sun'iy yo'ldoshlari UXURU, Eynshteyn nomidagi observatoriya, XEAO-2, OSO-7-8, Astron, orbital stansiyalar Salut-4-7, Chandra va boshqalarga o'rnatilgan rentgen teleskoplar yaxshi natijalar berdi.

Rentgen manbalar yulduz turkumi belgisidan keyin X harfi va tartibiy raqam qo'yish bilan belgilanadi. Masalan, CygX-1 yoki CygX-2, ya'ni Oqqush yulduz turkumidagi birinchi va ikkinchi rentgen manba.

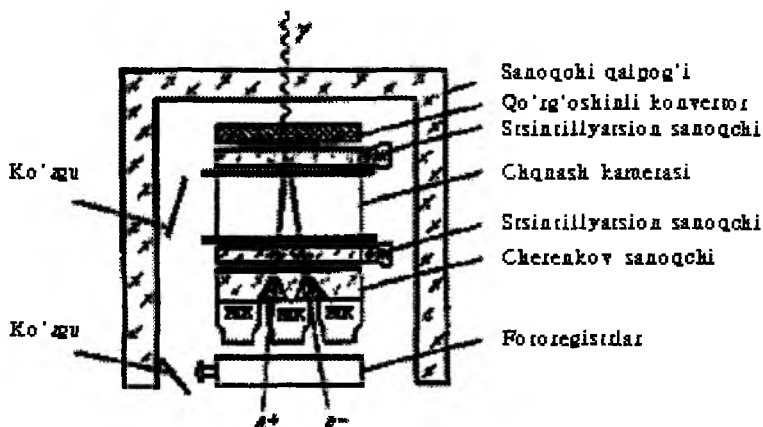
b) Gamma teleskop. Gamma teleskop yuqori energiyali (10^5 eV dan 10^{16} eV gacha) gamma (γ) kvantlarni o'lchashga mo'ljallangan va gamma kvant modda bilan to'qnashganda hosil bo'ladigan «elektron + pozitron» juftligini qayd qilishga asoslangan bo'ladi. Gamma teleskop ham Geyger sanoqchisi singari ishlaydi va unda zaryadlangan zarralar ta'sirida hosil bo'ladigan boshqa jarayonlar qayd qilinadi. Shuning uchun gamma kvantlarni kosmik nurlar (zaryadlangan zarralar) dan ajratish kerak bo'ladi. Chunki, zarralar oqimi gamma kvantlar oqimidan 10^3 - 10^4 marta kuchli bo'ladi va ularni ajratish zarur.

Gamma «teleskop» ning sxemasi 2.18-rasmda keltirilgan. Bunda biz teleskop so'zini qo'shtirnoq ichiga oldik, chunki bu «teleskop» gamma kvantlarni yig'maydi, balki uning sirtiga tushayotgan bunday kvantlarni kosmik nurlar ichidan topadi va uni gamma detektor deb atalsa to'g'ri bo'lardi. Gamma kvant qo'rg'oshin konvertor (almashtirgich) dan yoki ko'p qatlamli kristalldan o'tayotganda energiyasining bir qismini elektronlarga beradi (natijada kompton sochilishi ro'y beradi) yoki konvertorda yutiladi va «elektron + pozitron» juftligi hosil bo'ladi.

Bu zarralarni endi qayd qilish mumkin. Bu maqsadda uch xil detektor (qayd qiluvchi) qo'llaniladi: stsintilyatsion va cherenkov sanoqchilari, chaqnash kamerasi va atom yadrolarini qayd qiluvchi

maxsus fotoemulsiya (2.18-rasm). Bu detektorlar tashqi qalpoq ssintilyatsion sanoqchi ichiga oʻrnatiladilar. Bu qalpoq sanoqchi zarralar hosil qilgan chaqmoqlarni sanaydi va u keyin barcha chaqnashlar sonidan chiqarib tashlanadi. Gamma kvantlar qalpoqdan oʻzgarishsiz oʻtadilar va konvertorga tushadilar. Unda gamma kvant «elektron+pozitron» juftligi hosil qiladi. Hosil boʻlgan bu zarralar gamma kvant tarqalishi yoʻnalishida $\theta = m_e \cdot c^2 / \varepsilon$ (bu yerda m_e – elektron massasi, ε – gamma kvant energiyasi, c – yorugʻlik tezligi) burchakli konus ichida tarqaladilar. Agar zarra, moddada yorugʻlikning fazoviy tezligi (c/n , c – yorugʻlik tezligi, n – muhitni sindirish koefitsienti) dan katta tezlikda harakat qilsa, u Cherenkov (kashf etgan rus olimi Cherenkov nomiga qoʻyilgan) nurlanishi sochadi. Bu nurlanish zarra yoʻnalishida $\theta = \arccos(c/nv)$ burchak ostida sochiladi.

Zarralar ketma-ket ssintilyatsion sanoqchi, chaqmoq kamerasi, stsintilyatsion va Cherenkov sanoqchilari orqali oʻtadi. Sanoqchilarda roʻy berayotgan chaqnashlar ular ichiga oʻrnatilgan fotoelektron koʻpaytqichlar (FEK) yordamida qayd qilinib boriladi. Chaqnash kamerasi maxsus optik tizim yordamida ularni kino (video) ga tushirib turadi. Ssintilyatsion sanoqchilar barcha zarralar (shu jumladan, elektro+pozitron juftligi ham) bergan chaqmoqlarni qayd qiladi. Qalpoq sanoqchi koʻrsatkichini uning ichiga oʻrnatilgan stsintilyatsion sanoqchi koʻrsatishidan ayirmasi gamma



2.18-rasm. Gamma nur taʼsirida roʻy beradigan chaqnashlarni qayd qiladigan gamma «teleskop»ning sxemasi.

kvantlar hosil qilgan «elektron+pozitron» juftligi bergan zarralar soniga teng bo'ladi. Elektron va pozitron qo'shilishi (annigilatsiya) chaqnash kamerasida yorug' iz qoldiradi. Ularni ham kinolentalarda sanash mumkin. Nihoyat, elektron va pozitron hosil qilgan Cherenkov nurlanishi Cherenkov sanoqchisi yordamida sanaladi. Cherenkov sanoqchisi gamma kvantlar energiyasini va yo'nalishini aniqlashga imkon beradi.

Energiyasi 100 GeV dan katta gamma kvantlar Yer atmosferasida jalasimon Cherenkov nurlanishi hosil qiladi. Bu nurlanish chaqmoq singari juda qisqa (10^{-8} sek) vaqt ichida ro'y beradi va u ma'lum θ burchakka ega konus ichida tarqaladi. Shuning uchun uni qayd qilish ma'lum qiyinchiliklar tug'diradi. Yer yuzida turib gamma kvantlar atmosferada hosil qilgan Cherenkov nurlanishini qayd qilish maqsadida katta yuzaga ega reflektorlar yoki ulardan tashkil topgan tizimlar yasaladi va ular yordamida keng yuza nazorat qilinib turiladi. Bunday qurilma teleskop singari ishlaydi va uni **gamma teleskop** deb atasa bo'ladi. Masalan, Smitson astrofizik observatoriyasida (AQSh, Arizona) diametri 10 m keladigan reflektor atmosferada ro'y beradigan Cherenkov nurlanishini qayd qilishda qo'llaniladi. Bu reflektor 248 ta olti burchak ko'zgdan yasalgan qurama teleskopdir. Diametri 5 m bo'lgan bunday qurama gamma teleskop Parkent yaqinida joylashgan katta Quyosh konsentratori xududida ishga tushirilgan (akad. T.S. Yuldashbayev).

Yer yuzida atom bombasi sinovlarini qayd qilish maqsadida 120000 km balandlikdagi orbitaga chiqarilgan oltita «Vela» (AQSh) nomli YeSY ga o'rnatilgan gamma detektorlar muhim natijalar berdi. 1973 – 1985 yillarda 200 ga yaqin gamma chaqnashlar qayd qilindi. Bular atom bombasi sinovi bilan bog'liq emas, balki ular kosmik tabiatga egaligi ma'lum bo'ldi. Bu gamma chaqnashlarning intensivligi bir necha o'n millisekunddan bir necha sekundgacha kuchayib va o'n sekundlardan keyin 100 s gacha kamayib borar edi. Keyinchalik diffuz gamma nurlanish «SAS-2» (AQSh, 1972-73 yillar) «COS-B» (AQSh, 1975-82-yillar) nomli YeSY yordamida batafsil tekshirildi. Bu yo'ldoshlar yordamida 30 dan ortiq gamma nurlanish manbalari topildi.

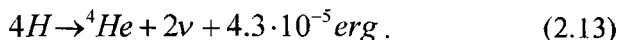
Gamma teleskoplarning ajrata olish kuchi kam, bir burchak gradusdan bir necha minutgacha. Shuning uchun, gamma chaqnashlarni osmon yoritqichlari bilan taqqoslash qiyinchilik tug'diradi. 50 dan

ortiq gamma nurlanish manb'ai topilgan, ularning bir qismi Galaktika tekisligi yaqinida joylashgan va bizning yulduz tizimga tegishli bo'lishi mumkin. Hozircha uchta gamma manb'a taqqoslangan, bu-lar Qisqichbaqasimon tumanlik ichidagi va Yelkanlar yulduz turkumidagi pulsar va mashhur 3S 273 kvazar bo'lib chiqdi.

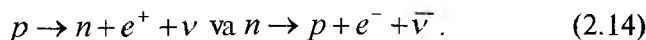
Osmon yoritqichidan kelayotgan fotonlar uning atmosfera qatlamlaridan fazoga sochilgan. Ularni o'lchash va tekshirish natijasida biz yulduz atmosferasining fizik holati va kimyoviy tarkibini o'rganishimiz mumkin. Bu fotonlar energiyasi osmon yoritqichining ichki, qaynoq qatlamlaridan uning atmosferasiga chiqqan. Bu energiya qanday hosil bo'ladi va ichki, bizga ko'rinmaydigan qatlamlardan fotonlar qanday o'tadi? Quyosh va yulduzlarning ichki qatlamlarini «ko'rib» va tekshirib bo'ladimi? Bu savollarga javob, yulduzlarning ichki tuzilishi modelini tuzishga imkon beradi.

2.8. Neytrino astronomiyasi asoslari

2.8.1. Quyosh va yulduzlar energiyasi manbai. Hozirgi zamon nazariy tasavvuriga ko'ra, Quyosh va yulduzlarning energiyasi ularning o'zagida kechayotgan termoyadro reaksiyalar natijasida hosil bo'ladi.



Bu reaksiya to'rtta vodorod atomi yadrolaridan (protonlardan) bitta geliy atomi yadrosi (alfa-zarra) hosil bo'lishdan iborat. Alfa-zarra (*He*) ikkita proton va ikkita neytrondan iborat bo'ladi. Demak, bu reaksiya jarayonida proton neytronga aylanadi va pozitron ajralib chiqadi. Elementar zarralarning o'zaro almashishi qoidasiga ko'ra yadro reaksiyasida, birinchidan reaksiyagacha va undan keyin zaryadlar soni, ikkinchidan, og'ir zarralar, ya'ni barionlar (proton (*p*), neytron (*n*)) hamda yengil zarralar, leptonlar (elektron (*e*), pozitron (*e*⁺)), soni o'zgarmasligi kerak. Proton va neytronlarni o'zaro almashishini ko'raylik:



Proton va pozitron musbat zaryadga ega, elektron esa manfiy. Zaryadlar soni teng, og'ir va yengil zarralar soni ham teng bo'lishi uchun yana bittadan yengil zarra (*ν*) hosil bo'ldi. Bu zarralarning

biri neytrino (ν) ikkinchisi esa antineytrino deb ataladi. Haqiqatdan ham, neytrino tezlatgichlarda o'tqazilgan termo-yadro reaksiyalarida ajralib chiqishi aniqlangan.

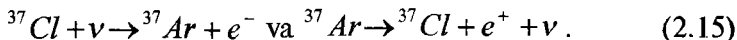
2.8.2. Neytrino astronomiyasi. Quyosh har sekundda $3,96 \cdot 10^{33}$ erg energiya sochadi. Demak, uning o'zagida har sekundda shuncha energiya hosil bo'ladi. Agar bu energiya yuqorida ko'rilgan protonlardan alfa-zarralar hosil bo'lish reaksiyasi (2,13) bo'lsa, u holda har sekundda taxminan 10^{38} ta neytrino hosil bo'ladi. Hosil bo'lgan bu ulkan neytrino oqimi Quyosh ichida qanday tarqaladi? Buni tushinish uchun, hosil bo'lgan neytrinoning harakatini reaksiya natijasida hosil bo'lgan gamma (nurlanishni) fotonning tarqalishi bilan solishtiraylik. Ularning ozod harakat yo'li $l \approx 1/k\rho$, bu yerda, k – yulduz moddasining notiniqligi (u zarralarning yutish koeffitsiyentiga asosan topiladi va yuza birlikka ega), ρ – modda zichligi.

Yulduzlar o'zagida zichlik o'rtacha $\rho = 100 \text{ g/sm}^3$, temperatura 10^6 , foton uchun bir gramm moddaning notiniqligi $k = 100 \text{ sm}^2/\text{g}$. Unda, fotonning ozod uchish yo'li $l = 1/k\rho = 0.0001 \text{ sm}$ bo'ladi. Ya'ni gamma fotonning ozod uchish yo'li juda kichik va u Quyosh sirtiga chiqishi uchun yuz ming yil kerak bo'ladi. Endi neytrinoning ozod yurish yo'lini hisoblaylik. Nazariy hisoblashlarga ko'ra, neytrino yoki antineytrinoning yutilish koeffitsiyenti bitta bunday zarra uchun $k \approx 6 \cdot 10^{-44} \text{ sm}^2$, ya'ni fotonnikidan (10^{-17} sm^2) ancha kichik. Yuqorida keltirilgan yulduz o'zagidagi zichlikka $N \approx 10^{26} \text{ sm}^{-3}$ mos keladi. Demak, neytrinoning ozod harakat yo'li $l \approx 1/k_\nu N \approx 10^{17} \text{ sm}$. Bu Quyosh radiusidan yuzlab marta katta va neytrino hosil bo'lgandanoq yulduzni tark etadi. Koinotning dastlabki rivojlanish bosqichlarida neytrino ko'p hosil bo'lgan, keyinchalik, yulduzlar o'zagida termo-yadro reaksiyalari boshlangandan keyin, ular nurlanish bilan birga neytrino ham chiqaradi. Eng kuchli neytrino oqimi Quyoshdan kelishi kerak.

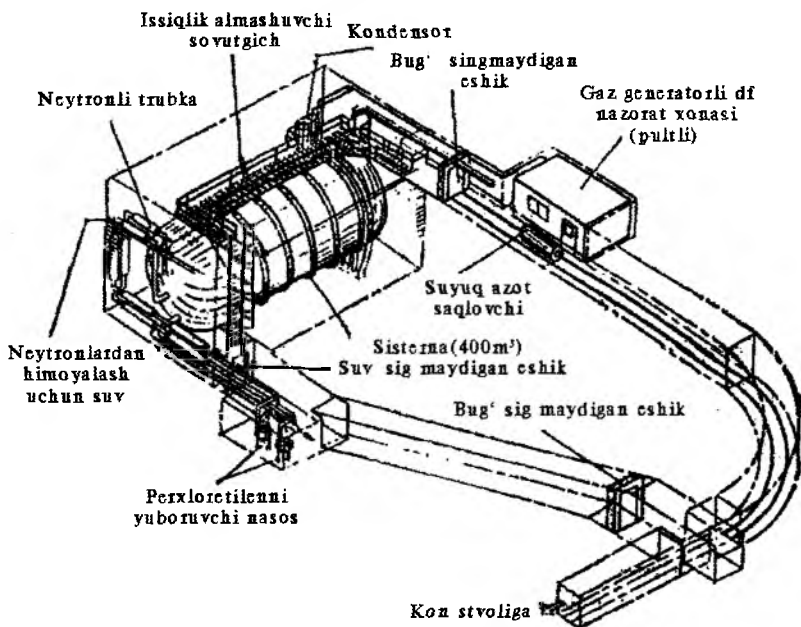
Agar Quyosh o'zagida har sekundda $2 \cdot 10^{38}$ ta neytrino hosil bo'layotgan bo'lsa, u holda Yerda, Quyosh nurlariga tik qo'yilgan har bir sm^2 yuzadan bir sekundda $6,5 \cdot 10^{10}$ neytrino o'tadi! Neytrino astrofizika Quyoshdan kelayotgan neytrino oqimini qayd qilish masalalari bilan shug'ullanadi.

2.8.3. Neytrino «teleskopi». Quyoshdan kelayotgan neytrino oqimini qayd qilishning bir necha usullari ishlab chiqilgan. B.M.Pontekorvo (Rossiya) xlor izotopi ^{37}Cl neytrinoni yutganda

radioaktiv argon izotopi ^{37}Ar va elektron va keyin ^{37}Ar yarim parchalanish davri 34 kun bilan yana ^{37}Cl ga aylanishiga asoslangan reaksiyani taklif etdi:



Elektronni pozitron bilan annigilatsiyasi natijasida 2-3 ta yorug'lik kvanti hosil bo'ladi.



2.19-rasm. Neytrino teleskopi.

1955-yilda R. Devis (AQSh) Quyoshdan kelayotgan neytrinoni qayd qilishga kirishdi. Avval, xlor-argon (3900 *litra*) keyin uglerod-xlor aralashma C_2Cl_4 (perxloretilen) solingan qurilma qo'llanildi. Dastlabki qurilma natijalari qoniqarli chiqmagach, 1967-yilda yana ham quvvatli 400000 *litra* perxloretilen solingan uzunligi 14,4 *m* diametri 6 *m* keladigan silindrsimon bak Yer ostiga, 1490 *m* chuqurlikka, o'rnatildi (Janubiy Dakote, AQSh). Bu qurilmadagi har to'rttadan bitta atom xlor izotopi ^{37}Cl va u (3,15) reaksiya bo'yicha neytrino yutishi va chiqarishi kerak. Buni hosil bo'lgan argon izoto-

pi ^{37}Ar miqdori ko'rsatishi lozim. Argon izotopi miqdori quyidagicha aniqlandi.

Har 100 kundan keyin bak orqali 20000 *litr* gazsimon geliy o'tkaziladi. Geliy gazi bakda Quyosh neytrinolari ta'sirida hosil bo'lgan ^{37}Ar ni (hisoblashga ko'ra har o'lchashda ular bir necha o'nta bo'lishi kerak) o'zi bilan bakdan olib chiqib ketishi kerak. Hosil bo'lgan bu aralashma 77 K gacha sovitilgan ko'mir konteyner orqali o'tqaziladi. Konteynerda argon izotopi (3,15) sxema bo'yicha yutiladi. Devisning neytrino «teleskopi» yuqori energiyali neytrinoni qayd qila oladi.

Yutilgan neytrinolar birligi sifatida $1 \text{ SNU} = 10^{-36}$, ya'ni bitta xlor atomida bir sekundda yutilgan Quyosh neytrinosi miqdori (Solar Neutrino Unit, ya'ni quyoshiy neytrino birligi), qabul qilingan. Devis o'lchashlari bakda bir kunda o'rtacha $0,43 \pm 0,05$ argon izotopi hosil bo'lishini ko'rsatdi. Bunga $Q = (2,2 \pm 0,4) \text{ SNU}$ to'g'ri keladi. Bu nazariy hisoblashlar bashorat etgandan ($Q_n = 7,6 \text{ SNU}$) 3,5 marta kam. Buning sababi, yoki argon izotopiga asoslangan tajriba qayd qiladigan neytrino energiyasi Quyoshiy neytrinolarnikidan judda katta yoki nazariy hisoblashlar xato. Bu borada tekshirishlar davom etmoqda.

Savollar

1. Kosmik astrofizik tekshirishlardan maqsad nima?
2. Osmon yoritqichlari UB nurlanishini o'lchashda qanday teleskop va nurlanish priyomnigi qo'llaniladi?
3. Rentgen nurlanishini qanday yig'ish va qayd qilish mumkin?
4. Gamma nurlanish qanday qayd qilinadi?
5. Neytrino qanday hosil bo'ladi va neytrino «teleskop» nima?

2.9. Quyosh teleskoplari

2.9.1. Quyosh teleskoplarini boshqa teleskoplardan farqi. Quyosh sirti ko'rinadigan va tekshirish mumkin bo'lgan yagona yulduzdir. Uni tekshirishdan olingan bilimlar yulduzlarni tekshirishda fundamental rol o'ynaydi. Shuning uchun Quyosh teleskoplarida tasvir masshtabi (2.1) katta bo'ladi va bu Quyosh yuzidagi mayda strukturali tuzilmalarni batafsil tekshirishga imkon beradi.

Quyoshning yorug'ligi yetarli darajada kuchli bo'lganligi uchun odatda, Quyosh teleskoplari kam optik kuchga ($D/F \approx 1/10$ dan $1/30$

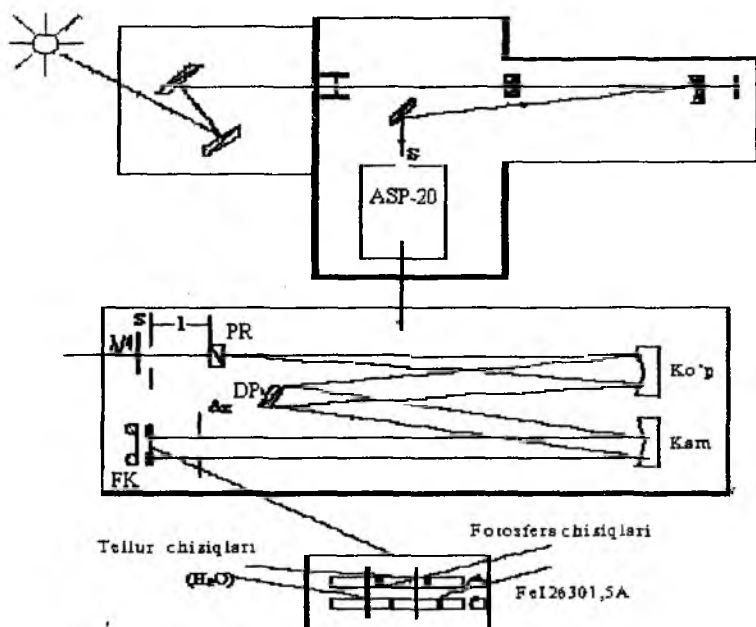
gacha) ega bo'lishi, ya'ni obyektivining fokus masofasi uning diametridan bir necha o'n marta katta bo'lishi mumkin. Bunday tekshirishlarda Quyosh teleskopidek kam optik kuchga, demak, uzun fokus masofaga ega spektrograflar qo'llaniladi. Spektrografning fokus masofasi qancha katta bo'lsa, uning dispersiyasi (spektrga yoyilish darajasi) shuncha yuqori bo'ladi. Quyosh spektrini tekshirishlarda reflektorlar va tor ($\Delta\lambda \approx 0,025 \text{ nm}$) o'tkazish polosaga ega filtr yordamida bajariladigan tekshirishlarda esa, refraktorlar ham qo'llaniladi.

2.9.2. Gorizontal va minorasimon Quyosh teleskoplari. Quyoshni tekshirishda qo'llaniladigan spektrograflarning uzunligi o'n metr keladigan ulkan va murakkab asbob bo'lgani uchun ular qo'zg'almas bo'lishi maqsadga muvofiqdir. Bunday spektrografning kirish tirqishiga Quyosh tasvirini tushirish va shunday holda soatlar davomida ushlab turish kerak bo'ladi. Ma'lumki, kun davomida Quyoshning og'ish burchagi asta-sekin ($\approx 15'/\text{sutka}$) o'zgarib boradi va yil davomida $+23^{\circ},26'$ dan $-23^{\circ},26'$ gacha o'zgaradi, ya'ni Quyosh osmon sferasining ma'lum mintaqasidan chetga chiqmaydi. Bu hol masalani osonlashtiradi va olam o'qi atrofida aylantiriladigan yassi ko'zgu yordamida Quyosh nurini ma'lum yo'nalishda aks qaytarib, shu yo'nalishda uni ushlab turish mumkin. Bunday qurilma geliostat, ya'ni Quyosh nurini to'xtatib turuvchi deb ataladi. Geliostat olam o'qi atrofida soatiga $7^{\circ},5$ burchak tezlik bilan aylantiriluvchi yassi ko'zgudan iborat. Ko'zgu og'ish aylanasi bo'yicha ham asta-sekin aylantirilishi va teleskopning optik o'qini olam o'qi bo'ylab yo'naltirish mumkin. Ko'zgudan nur hamma vaqt bir yo'nalishda, teleskopning qo'zg'almas obyektivi tomon qaytadi va uni yoritadi. Bunday teleskoplardan biri AQShning Kitt-Pik milliy Quyosh Observatoriyasida, yana biri esa, RFA ning Sibir bo'limi Quyosh va Yer fizikasi instituti Baykal Astrofizik Observatoriyasida o'rnatilgan.

Teleskop obyektivining fokusiga spektrografning kirish tirqishi yoki boshqa o'lchash asbobi o'rnatiladi. Bunday optik tizimning kamchiligi shundan iboratki, unda kun davomida Quyoshning tasviri optik o'q atrofida asta-sekin aylanadi. Bunday kamchilikdan holi tizim selostatdir. Selostat, ya'ni qo'zg'almas osmon beruvchi deb ataladigan qurilma olam o'qiga parallel joylashtirilgan va u o'q atrofida aylantiriladigan yassi ko'zgudan iborat. Biroq, Quyoshning og'ish burchagi yil davomida o'zgarib turgani uchun, selostatdan qaytgan nurning og'ish burchagi ham asta-sekin o'zgarib boradi. Bu o'zgarish

ikkinchi yassi ko'zgu (qo'shimcha ko'zgu) yordamida bartaraf etiladi. Gorizontaal Quyosh teleskopida qo'shimcha ko'zgu va teleskopning obyektivi yoki bosh ko'zgusi meredian tekisligiga o'rnatiladi. Qo'shimcha ko'zgu meredian bo'ylab o'rnatilgan uzunligi 3 m keladigan temir yo'llar bo'ylab obyektiv tomon oldinga va orqaga surilishi mumkin. Shunday harakat bilan qo'shimcha ko'zgu selostatdan qaytgan nurni ilib oladi va obyektiv tomon yo'naltiriladi.

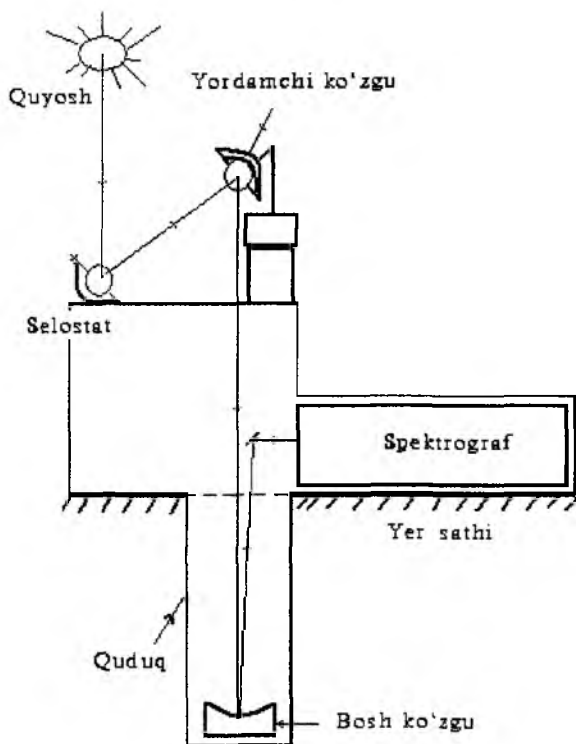
Minorasimon Quyosh teleskoplarida qo'shimcha ko'zgu vertikal o'q bo'ylab yuqoriga ko'tarilishi yoki tushirilishi mumkin. Bunday amal ham selostatdan qaytgan nurni ilib olish va obyektiv tomon yo'naltirishga qaratilgan. Selostatni meredian tekisligiga tik yo'nalishda o'rnatilgan temir yo'llar bo'ylab sharqqa yoki g'arbga tomon surish mumkin. Selostat soat mexanizmi bilan qurollangan va u ko'zguni soatiga $7^{\circ},5$ burchak tezlik bilan olam o'qi atrofida aylantiradi.



2.20-rasm. Gorizontaal Quyosh teleskopi sxemasi va unda Quyosh nurining yo'nalishi (yuqorida). O'rtada astronomik spektrograf ASP-20 da nurni yurishi va pastda Quyosh dog'i spectrida chiziqni qutblanganligi

Teleskopning obyektivi yoki bosh ko'zgusi, odatda, sferik sirtga ega bo'ladi va gorizontaal teleskoplarda selostatdan shimolda, qorong'i binoning ichida, minorasimon teleskoplarda esa minora tagidagi quduq tubida, temir yo'llar bo'ylab harakatga keltiriladigan aravachaga o'rnatiladi.

Gorizontaal Quyosh teleskoplarida bosh ko'zgudan qaytgan nurlar teleskopning bosh (n'yuton) fokusiga, binoning ichida, binoga nurni kirish tuynugi yaqinida yig'iladi va Quyoshning tasvirini hosil qiladi. Bu yerga kamera o'rnatib Quyoshni rasmga tushirish mumkin. Bosh ko'zgudan kelayotgan yig'iluvchi nurlar yo'lga diognal yassi ko'zgu kiritib, ularni yon tomonga qaytarish va qo'zg'olmas spektrografning (ASP-20) kirish tirqishiga (S) tushirish mumkin.



2.21-rasm. Minorasimon Quyosh teleskopi sxemasi va unda Quyosh nurining yo'nalishi.

Bunday teleskoplardan biri O'zFA Astronomiya institutida o'rnatilgan va u ATSU-5 deb ataladi. Uning ko'zgulari kam issiqlik kengayishiga ega ($3 \cdot 10^{-7}$ mm/s) materialdan, sitalldan, yasalgan, bosh ko'zgusining diametri $D=44$ sm, fokus masofasi $F=1700$ sm. Bu teleskop Kassegren optik tizimga ham aylantirilishi mumkin. Buning uchun bosh ko'zgudan qaytgan nurlar optik o'q yoniga o'rnatilgan qabariq giperbolik ko'zguga tushiriladi. Kassegren fokusi bosh ko'zgu yonida, undan orqaroqda, joylashgan bo'ladi va uning ekvivalent fokus masofasi $F_{ekv}=6000$ sm ga teng. Bu yerda Quyosh tasvirining diametri 60 sm ga teng.

Minorasimon teleskoplarda bosh ko'zgudan qaytgan nurlar yo'liga diognal joylashgan yassi ko'zgu kiritiladi va u yig'ilib kelayotgan nurlarni yon tomonga, gorizontal holatda joylashgan spektrograf tomonga qaytaradi. Spektrografning tirqishi tekisligida Quyoshning tasviri hosil bo'ladi. Ukraina FA ning Qrim Astrofizika Observatoriyasida diametri 1 m bo'lgan shunday teleskop o'rnatilgan.

Gorizontal va minorasimon teleskoplar katta dispersiyali spektrograflar (10 mm/ \AA) bilan qurollangan bo'ladi. Ularda Quyosh spektri tekshiriladi, Quyosh yuzining magnit va nuriy tezlik maydonlari xaritasi tuziladi. Yuqorida aytganimizdek bu teleskoplarda Quyosh nuri yassi ko'zgu yordamida obyektivga tushiriladi va kun davomida Quyosh nurini yassi ko'zguga tushish burchagi o'zgarib boradi. Nurni yassi ko'zguga tushish va undan qaytish burchagini o'zgarishi nurni qutblanganligini o'zgartishiga sababchi bo'ladi (masalan, yassi sirdan $\approx 55^\circ$ (Bruster burchagi) burchak ostida qaytgan nur to'la qutblangan bo'ladi). Bu hodisa Quyosh yuzida magnit maydonlarni o'lchashda xatolikka olib keladi. Shuning uchun hozirgi zamon Quyosh teleskoplari yulduz teleskopi singari parallaktik qurilmaga o'rnatilmoqda. Bunday teleskopkardan biri Kit Pik (Arizona, AQSh) observatoriyasida o'rnatilgan (SOLIS – Solar Long Interval Study). Bu teleskopda Quyosh sirtining magnitogrammalari chiziladi. Yana bir bunday Quyosh teleskopi Gavay (AQSh) oroliga o'rnatilmoqda. Ilg'or texnologiyalarga asoslangan bu Quyosh teleskopi (ATST– Advanced Technologi Solar Teleskop) bosh ko'zgusining diametric 4 m va u Gregori optik tizimda yasalgan. Bu teleskoplarda Quyosh nuri kun davomida to'ppa to'g'ri bosh ko'zgiga tushadi, yani bosh ko'gu hammavaqt Quyoshga qaragan holatda bo'ladi.

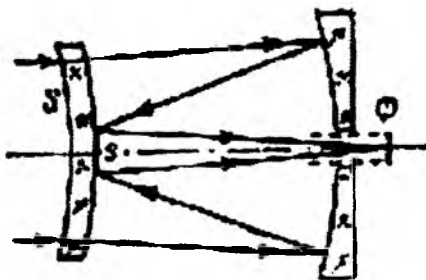
2.9.3. Fotogeliograf. Quyoshni oq nurda yoki rangli shisha filtrlar orqali boshqa rangda suratga olishda qo'llaniladigan teleskop **fotogeliograf** deb ataladi. Fotogeliografning ikki xil turi mavjud:

1). Refraktor fotogeliograf. Teleobyektiv singari yasalgan reflector fotogeliograf ikkita (biri yig'uvchi, ikkinchisi sochuvchi) obyektivdan iborat bo'ladi. Sochuvchi obyektiv (ikkala sirti botiq) yig'uvchi obyektivning fokusidan biroz ($d < f_1$) oldinroqda o'rnatiladi. Bu yerda d – linzalar orasidagi masofa, f_1 – yig'uvchi, f_2 – sochuvchi linzalarning fokus masofasi. Bunday tizimning ekvivalent fokus masofasi

$$F_{eqv} = -f_1 f_2 / (d - (f_1 + f_2)). \quad (2.13)$$

Fotogeliografning uzunligi $l = F - d(f_1 - d) / d - (f_1 + f_2)$ ga teng bo'ladi. Misol tariqasida AFR-3 ni keltirish mumkin. Uning ekvivalent fokus masofasi $F_{eqv} = 7 \text{ m}$, uzunligi $l = 2,5 \text{ m}$ ga teng.

2). Meniskli fotogeliograf. Obyektivi sferik ko'zgudan iborat bu fotogeliografda ham teleobyektiv tizim qo'llanilgan. Bosh ko'zguning sferik aberratsiyasi ikkita yupqa linza, menisk yordamida bartaraf etiladi. Bir tomoni qabariq, ikkinchisi botiq linzalar egriligi bir-biriga qaragan holda bosh ko'zgu fokusi oldiga o'rnatiladi. Ko'zgu tomondagi linzaning tashqi o'rta qismi (3 sm) qabariq ko'zgu shaklda ishlangan. Quyosh nurlari menisklardan biroz yoyilgan holda chiqadi va bosh ko'zguga tushadi. Undan qaytgan yig'iluvchi nurlar ikkinchi menisk orqa sirtidagi qabariq ko'zguchaga tushadi va undan aks qaytib bosh ko'zguning o'rtasidagi teshikchadan o'tadi va undan 40 sm lar chamasida uzoqlikdagi fokal tekislikda Quyoshning tasvirini hosil qiladi (tizim Kassegren tizimiga o'xshash ishlaydi). Meniskli fotogeliografga



2.22-rasm. Meniskli va teleobyektiv singari yasalgan fotogeliograflar sxemasi.

FG-1 misol bo'la oladi. Uning obyektivi diametri $D=12\text{ sm}$, ekvivalent fokus masofasi $F_{\text{eqv}}=8\text{ m}$, ko'zgarari orasidagi masofa $d=50\text{ sm}$, fokal tekisligining ko'zguan uzoqligi 30 sm bo'ladi. Fotogeliograflar ekvatorial qurilmaga o'rnatiladilar va Quyosh soati bo'yicha yuruvchi soat mexanizmi yordamida olam o'qi atrofida aylantiriladi.

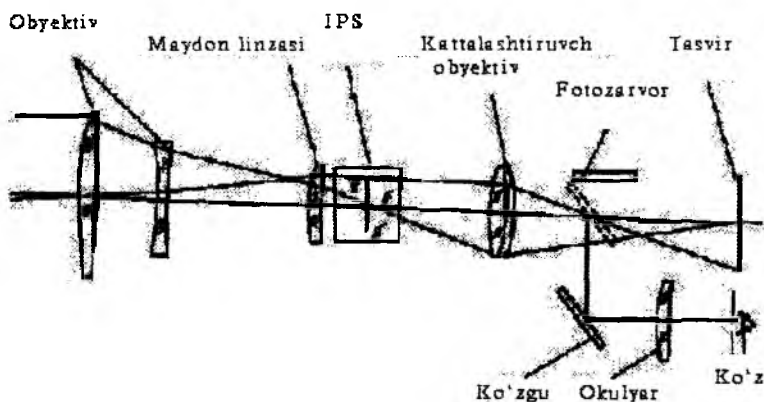
Ikkala tipdagi fotogeliografda ham kengligi o'zgaruvchan sektorsimon teshikka ega, prujina yordamida aylantiriladigan, ochib-bekitgich ishlatiladi va ekspozitsiya vaqtini belgilashda va Quyoshni suratga tushirishda qo'llaniladi. Fotogeliografning quyi qismiga vint yordamida ichkariga va tashqariga suriladigan quvurchaga fotoplastinka solingan kasseta joylashtiriladi. Bu quvurchani surib fotoplastinka fotogeliografning fokal tekisligiga keltiriladi.

Fotogeliografning spektral o'tkazish polosasi, odatda, 100 nm dan oshmaydi va xromatik aberratsiyaning ta'siri kam bo'ladi. O'tkazish polosasi yana ham ingichka fotogeliograflar ham qo'llaniladi. Ular interferetsion nur saralagichlar (filtr) bilan qurollanadi. Hozirgi zamon fotogeliograflarida Quyosh tasviri CCD (bog'langan zaryadlar beradigan asbob) kamera yordamida magnit tasmaga yozib olinadi va kompyuterda ishlanadi.

2.9.4. Xromosfera teleskopi. Ma'lumki, Quyosh atmosferasi-ning qatlamlaridan biri bo'lgan xromosferani spektri emission chiziqlardan tarkib topgan. Quyoshni biror xromosfera spektral chizig'i nurida yoki monoxromatik (yagona rangda) nurda kuzatishga mo'ljallangan teleskop **xromosfera teleskopi** deb ataladi. Bunday teleskoplar, odatda, refraktor bo'lib, u linzali obyektivdan, maxsus nur saralagich (interferetsion-polyarizatsion filtr, IPF) dan, kallimator va kamera linzalaridan tashkil topgan bo'ladi. IPF biror xromosfera spektral chizig'ida sochilayotgan nurlarnigina o'tkazadi. Obyektivning fokusi orqasiga kollimator shunday qo'yiladiki, undan o'tgan nurlar parallel nurlardan iborat bo'ladi. Bu parallel nurlar IPF ichiga kiradi va undan faqat ma'lum to'lqin uzunlikka ega bo'lgan nurlargina o'tadi va kamera linzaga tushadi. Kamera linza suratga oluvchi kamera yuzida Quyoshning monoxromatik tasvirini hosil qiladi (2.23-rasm).

IPF ning o'tkazish polosasi, odatda, $0,5\text{ \AA}$ dan oshmaydi va u birorta xromosfera chizig'ining markaziy to'lqin uzunligi va uning $\pm 0,25\text{ \AA}$ atrofiga tegishli nurlarni o'tkazadi. Bunday chiziq vodorod, kalsiy ioni, natriy yoki birorta metall chizig'i bo'lishi mumkin. Xro-

mosfera teleskopi bizga Quyoshni birorta kimyoviy elementning spektral chizig‘i nurida, masalan, vodorod chizig‘i H_{α} nurida, ko‘rishga imkon beradi. Har xil temperaturada hosil bo‘ladigan vodorod va kalsiy ioni chiziqlarida olingan xromosfera suratlarini bir-biridan farq qiladi. Vodorod chizig‘i 10000° da, kalsiy ioni chizig‘i esa 6000° da hosil bo‘ladi. Bu chiziqlarda olingan suratlar bizga har xil temperaturadagi tuzilmalarni, xromosferaning boshqa-boshqa qatlamlarini ko‘rsatadi.



2.23-rasm. Xromosfera teleskopi sxemasi.

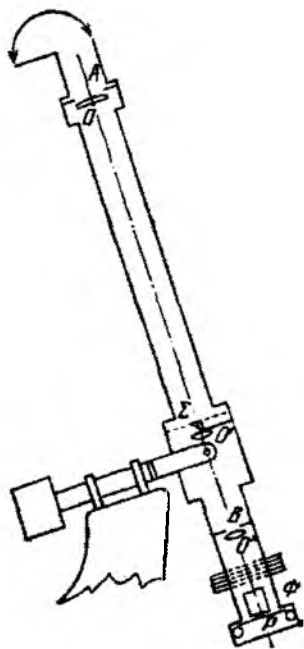
Ma'lumki, spektral chiziqning markaziy chastotasida yutadigan atomlar soni nihoyatda ko‘p, ya’ni atmosferaning yutish koeffitsienti yuqori yoki uning notiniqligi kuchli bo‘ladi. Bunday sharoitda ko‘rish chizig‘i atmosferaning ichki qatlamlarigacha kirib bora olmaydi va biz faqat yuza qatlamlariga ko‘ramiz. Chiziq qanotlarida esa notiniqlik kuchsiz va ko‘rish chizig‘i atmosferaning ichki qatlamlarigacha yetib boradi. IPF ni o‘tkazish polosasini to‘lqin uzunliklar shkalasi bo‘yicha biroz ($\pm 0,5\text{\AA}$) u yoki bu tomonga surish mumkin. Bu bizga chiziqning qanotlariga chiqishimizga imkon beradi. Bu esa, o‘z navbatida, atmosferaning har xil qatlamlarini ko‘rishga va suratga olishga imkon beradi. Xromosfera teleskopi Quyosh chaqnashlari va tez o‘zgaruvchan jarayonlarni kuzatishga va o‘rganishga mo‘ljallangan.

2.9.5. Koronograf. Qo‘lingizni cho‘zib bosh barmog‘ingiz bilan Quyosh gardishini bekitsangiz, barmog‘ingiz atrofida undan

uzoqlashgan sari yorug'ligi asta-sekin kamayib boradigan osmonni ko'rasiz. Oddiy sharoitlarda bu Quyosh nurini Yer atmosferasida sochilishidan hosil bo'lgan shu'ladir. Biroq baland tog' (3000 m) sharoitida, atmosferaning chang qatlami ustida, bu shu'la barmoqdan uzoqlashgan sari tez sur'atlar bilan kamaya boradi va ko'm-ko'k osmon ko'rinadi. Quyosh gardishi atrofida uzoqlashgan sari tez kamaya boradigan bu yog'du, Quyosh atmosferasining eng tashqi qatlami, Quyosh tojining shu'lasidir. Tojni Quyosh to'la tutilganda, 2-5 minut davomida ko'rish mumkin, u Quyoshdan atrofqa taraluvchi nurlardan iborat. Quyosh to'la tutilganda, Oy gardishi Quyoshning 99% yorug'ligi chiqadigan gardishni (fotosferani) to'sadi, Yer Oy soyasi ichiga kiradi, osmonning yorug'ligi (u Quyosh nurini Yer atmosferasida sochilishi natijasida hosil bo'ladi) keskin kamayadi (Quyosh botgandan keyingidek).

Tojning intinsivligi fotosferanikidan 10^6 marta kamdir va oddiy sharoitlarda, osmon musaffo bo'lganda ham, Yer atmosferasining intensivligi undan o'n marta kuchli bo'ladi. Shuning uchun Quyosh tojini baland tog' sharoitida ko'rish va uni maxsus teleskop, koronograf, yordamida suratga tushirish mumkin. Koronograf ichiga Quyosh gardishi nurini to'sish maqsadida «sun'iy Oy» deb ataluvchi prizma shakldagi dumoloq ko'zgu o'rnatiladi. Gardish nuri bu ko'zgdan aks qaytib yon tomonga, teleskop quvuridan tashqariga chiqarib yuboriladi, sun'iy Quyosh tutilishi sharoiti ro'y beradi, «sun'iy Oy» ortida xiralashgan osmon ko'rinadi.

Koronograf yasashda qo'yiladigan asosiy shart, teleskop ichida nurni sochilishini minimumga keltirishdir. Buning uchun koronograf obyektivi yuqori navli toza shishadan yasaladi. U bir



2.24-rasm. Koronografning sxemasi va unda toj nurini yo'nalishi.

tomoni qabariq ikkinchisi esa yassi bitta linzadan iborat bo'ladi. Obyektivdan o'tgan nurlar bir necha diafragma (to'sqich) lar orqali o'tadi. Sun'iy Oy obyektivning fokusiga o'rnatiladi va uning orqasiga maydon linzasi (O_2) o'rnatiladi va u kamera linzasi (O_3) bilan birgalikda Quyosh gardishi atrofining tasvirini kino kamera yuziga tushiradi. Kamera oldiga ingichka o'tkazish polosasiga ega bo'lgan shisha, interferetsion yoki interferetsion-polyarizatsion (IPF) filtr o'rnatiladi. Koronograf ichida chang zarralari bo'lmasligi shart. Bunday teleskop baland tog' va musffo osmon sharoitida, birorta toj spektral (masalan, yashil toj chizig'i $\lambda 530,3 \text{ nm}$) chizig'i nurida, Quyosh tojining suratini olishga imkon beradi.

Savollar

1. Quyosh teleskopi boshqa teleskoplardan nima bilan farq qiladi?
2. Gorizontal va minorasimon teleskopni ishlatilish prinsipi.
3. Fotogeliograf nima va uni qanday turlari bor?
4. Xromosfera teleskopi nima va u nimani qanday kuzatishda qo'llaniladi?
5. Koronograf nima va u boshqa teleskoplardan nima bilan farq qiladi?

III BOB. TELESKOPGA O'RNATILADIGAN YORDAMCHI ASBOBLAR

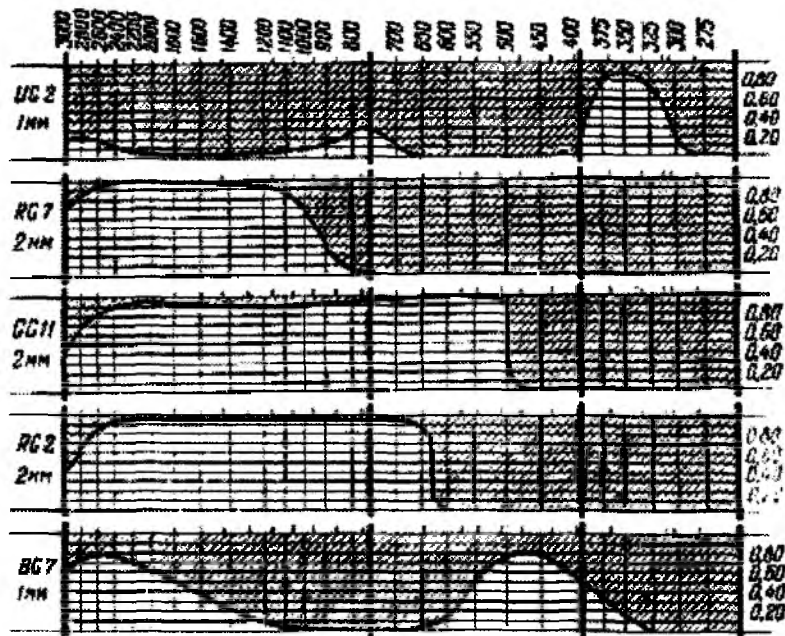
3.1. Teleskopda yig'ilgan nurga dastlabki ishlov berish

Teleskop obyektivi yordamida yig'ilgan osmon yoritqichining nurlanishini qayd qilishdan oldin uni ma'lum ishlovdan o'tkazish kerak bo'ladi. Bu ishlov tekshirishga qo'yilgan masalani yechishga qaratilgan bo'ladi. Masalan, nurlanishni nur to'sqich va saralagichlar (filtr) yordamida intensivligini kamaytirish va keraksiz nurlardan tozalash yoki spektrga yoyish, tasvirni kattalashtirish yoki kichraytirish va shunga o'xshash dastlabki ishlovdan o'tkazishga to'g'ri keladi. Bu maqsadda turli xil nur to'sqichlar va saralagichlar, spektrograflar va boshqa nurlanishga ishlov beruvchi asboblarda qo'llaniladi. Bu asboblarda teleskopga o'rnatiladi va obyektiv yordamida yig'ilgan nurlanish ular orqali o'tadi va shundan keyingina o'lchanadi va qayd qilinadi.

3.1.1. Nurlanishni saralagichlar (filtr) va ularning asosiy ko'rsatkichlari. Ma'lum uzunliklar oralig'idagi elektromagnit to'lqinlarinigina o'tkazadigan va bu oralikdan tashqaridagilarni o'tkazmaydigan optik muhit **nurlanish saralagich (filtr)** deb ataladi. Bunday saralagichlarning bir necha turlari mavjud: rangli shisha, interferetsion saralagich, polyaroid, interferetsion-polyarizatsion saralagich shular jumlasiga kiradi.

a) Yorug'lik saralagich (Rangli optik shisha). Yorug'lik nurlarini har xil rangdagi nurlarga ajratish uchun rangli optik shishadan foydalanish mumkin. Qalinligi bir necha mm, yuzasi bir necha o'n sm^2 keladigan ustki va ostki sirtlari parallel bo'lgan rangli optik shisha ma'lum spektral oralik yoki diapazondagi nurlanishni o'tkazadi, undan tashqaridagilarini o'tkazmaydi. Bunday saralagichlar optik zavodlarda maxsus standartga asosan yasaladi va ichi bo'ylab bir xil optik zichlikka ega bo'ladi. Har bir bunday standart yorug'lik saralagich ma'lum optik ko'rsatkichga ega bo'ladi va u ma'lum belgi yoki marka bilan belgilanadi. Ular rangli optik shishalar katalogiga kiritiladilar va bunday kataloglarda rangli shishani spektral o'tkazish

sohasi, optik qalinligi beriladi. Masalan, *RG-14* markali rangli shisha, to'liq uzunligi $\lambda \geq 630 \text{ nm}$ bo'lgan qizil nurlarni yoki *YG-11*- $\lambda \geq 530 \text{ nm}$ bo'lgan yashil, sariq, qizil nurlarni o'tkazadi. Bunday rangli shishalarning bir necha turini ketma-ket joylashtirish yo'li bilan o'tkazish oraliq'i tor (10 nm) saralagich tuzish mumkin. Bunday saralag'ich nurlanish priyomnigining qayd qilish spektral sohasini chegaralaydi va astronomik kuzatishlarni teleskopning kuzatish diapazonida olib borishga imkon beradi.



3.1-rasm. Ayrim Shott firmasining yorug'lik saralagichlarning (rangli shisha) o'tkazish koeffitsiyentni o'zgarish egri chiziq-lari.

Shuning uchun saralagich tanlanayotganda priyomnikning spektral sezgirligini ham inobatga olish kerak, ya'ni tanlanayotgan saralagich priyomnikning maksimal sezgirligi atrofidagi spektral sohani o'tkazishi ta'minlanadi. Masalan, uch rangli *UBV* fotometriya-da yulduzning *V* rangda yulduziy kattaligini o'lchash uchun panxromatik fotoemulsiya bilan birgalikda *XG-18* va *BGG-21* saralagichlarni

qo'llash kerak bo'ladi. Besh rangli elektrofotometriyada V rangda yulduziy kattalikni o'lchash uchun, fotoelektron ko'paytgich (FEU-79) oldiga yuqoridagi ikkala yorug'lik saralagich qo'yiladi.

b). Interferetsion saralagich. Rangli shisha saralagichlar keng ($\geq 100 \text{ nm}$) spektral diapazonni o'tkazadi. Ayrim hollarda tor (bir necha $0,1 \text{ nm}$) spektral diapazonni ajratish talab qilinadi. Bunday ishni interferetsion saralagich bajarishi mumkin va u Fabri-Pero interferometriga o'xshash asosda yasaladi va ishlaydi. Optik sirtga ega tiniq shisha plastinka yuziga ustma-ust qalinligi saralanishi kerak bo'lgan to'lqinlar uzunligining choragiga ($\lambda/4$) teng rux-sulfidi (ZnS , sindirish koeffitsiyenti $n=2,4$) va kriolet ($NaAlF_6$, $n=1,36$) qatlamlari suriladi. Qatlamlar chegaralaridan nur aks qaytadi va interferentsiyalanadi. Umumiy qalinligi $0,55\mu$ bo'lgan to'rtta rux-sulfidi va uchta kriolet qatlamlardan iborat «qatlama» interferometr 450 nm dan 650 nm gacha oraliqni ajratadi va 90% nurlanishni o'tkazadi. O'n olti qatlamli bunday saralagich 50% o'tqazish bilan $6,5 \text{ nm}$ diapazon oraliqni ajratadi. Eng yaxshi interferetsion saralagichlarning o'tkazish sohasi kengligi bir necha angstromga (10^{-8} sm) teng va 50% o'tkazishga ega. Bunday saralagichlarni yasash yuqori mahorat va texnik yechim talab etadi. Qatlamlarning qalinligi saralagich yuzining barcha qismlarida bir xil, ya'ni $\lambda/4$ ga teng bo'lishi kerak.

v). Xiralatgich polyaroid. Tabiiy nurlanishni yassi parallel qutblangan nurga aylantiruvchi muhit **polyarizator** deb ataladi. Bunday ishni yorug'lik nurlarida turli xil kristalik prizmalar bajaradi. Masalan, Nikol prizmasidan o'tgan nurda elektrik vektorning tebranishi ma'lum parallel tekislikda ro'y beradi. Hozirgi zamonda dixroizm (ikki to'lqinga ajratuvchi) hodisasiga asoslangan polyarizatorlar mavjud va ular **polyaroid** deb ataladi. Ular orasida nitro yoki atsil-sellyuloza (geropatit polyaroid) va polivinil plyonkalar eng ko'p qo'llaniladilar. Geropatit nur to'sqich $450-700 \text{ nm}$ diapozonda $98-99\%$ qutblanish hosil qiladi. Polivinil polyaroidlar esa $400-750 \text{ nm}$ diapozonda yuz foiz qutblanish beradi. Ular yupqa plyonka shaklda bo'ladilar va ikkita optik sifatli shisha plastinka orasiga solib siqib qo'yiladi.

Ikkita polyaroiddan yaxshi nur to'sqich yasash mumkin va bunday nur to'sqich yorug' yulduzni yulduziy kattaligini kattaligi ma'lum bo'lgan xira yulduz bilan solishtirib o'lchashda yaxshi samara beradi. Yorug' yulduzning nurini nur to'sqich orqali xira yulduznikini esa to'ppa to'g'ri o'tkazamiz. Polyaroidlarning birini optik

o'q atrofida aylantira boshlasak nur to'sqich yorug' yulduz nurini xiralata boshlaydi. Bu amalni yulduzlar yorug'ligi teng bo'lguncha davom ettiramiz. Polyaroidlarning o'tqazish tekisliklari orasidagi burchakka ko'ra, nur to'sqich yorug' yulduz nurini qanchaga kamaytirganini hisoblash qiyin bo'lmaydi (bu mavzuga vizual astrofotometriyaga bag'ishlangan bobda qaytamiz).

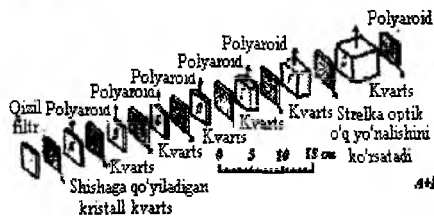
g). Interferetsion-polyarizatsion saralagich (IPS). Astrofizik tekshirishlarda o'tkazish polosasining kengligi $\Delta\lambda \leq 0,1 \text{ nm}$ bo'lgan saralagichlar ham zarur bo'ladi. Bunday saralagich birorta spektral chiziq nurida, monoxromatik nurda tekshirishlar bajarishga imkon beradi.

Bu to'g'rida biz yuqorida, xromosfera teleskopiga to'xtalganimizda, gapirgan edik. Bunday saralagichni yasashda qutblangan (polyarizatsiyalangan) nurlanishni interferentsiyalanishi hodisasiga asoslaniladi.

Agar polyaroiddan o'tgan yorug'lik nuri yo'liga kristall kvars plastinka kiritsak (plastinkaning optik o'qi polyaroidning qutblantirish tekisligiga 45° burchak ostida joylashtiriladi), unda nur oddiy (sindirish koeffitsienti n_o) va nooddiy (sindirish koeffitsienti n_e) nurlarga ajraladi. Ma'lumki, kvarsda bu nurlarning sinish koeffitsiyenti har xil, ya'ni $n_e > n_o$. Bu yerda n_e — nooddiy, n_o — oddiy nurning sinish koeffitsienti. Plastinkadan oddiy va nooddiy nurlarni tashkil etgan elektromagnit to'lqinlar faza bo'yicha bir-biriga nisbatan siljigan holda chiqadi. Plastinka qancha qalin bo'lsa, siljish miqdori shuncha katta bo'ladi. To'lqin uzunligi λ_0 ga teng bo'lgan nur fazasini 2π

birlikka siljitish uchun qalinligi $d_0 = \frac{\lambda_0}{(n_e - n_o)}$, bo'lgan kvars plas-

tinka kerak bo'ladi va bunday platinkadan o'tgan λ_0 uzunlikdagi nurning qutblanishi o'zgarmaydi. To'lqin uzunligi λ_0 dan uzun va qisqa bo'lgan nurlarning oddiy va nooddiy tashkil etuvchilari bir-biriga nisbatan 2π dan kam yoki ko'p faza siljishi ro'y beradi va ular plastinkadan elliptik qutblangan holda chiqadi. Agar endi plastinka orqasiga, nur yo'liga, qutblantirish tekisligi birinchi polyaroidnikiga parallel polyaroid qo'ysak, λ_0 uzunlikdagi to'lqinlar o'zgarishsiz o'tadi, boshqalari esa xiralashgan holda o'tadi yoki butunlay o'tmaydi. Masalan, vodorodning H_α chizig'i ($\lambda = 656,3 \text{ nm}$) uchun $(n_e - n_o) = 0,009$. Bu chiziqqa mos keladigan to'lqinni 2π fazaga siljitish uchun qalinligi $d_0 = 0,073 \text{ mm}$ keladigan kvars plastinka kerak bo'ladi.



3.2-rasm. Interferetsion-polyarizatsion saralagichda polyaroid va kvars plastinkalarni joylashishi va har bir kvars plastinkadan keyin hamda barcha bunday plastinkalardan va polyaroidlardan yasalgan qatlama saralagichda kuzatiladigan interferensiya manzara (o'ngda).

Bunday yupqa plastinkani yasash qiyin, biroq, qalinligi $d=10d_0$ keladigan kvars plastinka ham H_α chiziqni o'zgarishsiz o'tkazadi, biroq bunday plastinkaning o'tkazish polosasi juda keng bo'ladi. Agar qalinligi $20d_0$ plastinka ishlatsak saralagichimizning o'tkazish polosalari soni avvalginikiga qaraganda ikki marta, qalinligi $40d_0$ bo'lgan plastinka ishlatsak, to'rt marta va hokazo ko'p bo'ladi va ular orasida H_α chiziqni o'tkazadigani ham albatta bo'ladi va uning kengligi plastinkalarning qalinligi oshgan sari kichraya boradi. Endi qalinliklari $10d_0$, $20d_0$, $40d_0$ va hokazo bo'lgan plastinkalar orasiga yuqoridagidek polyaroidlar qo'yib bir-biriga yopishtirsak, hosil bo'lgan "qatlama" saralagichning o'tkazish polosalaridan biri H_α chizig'iga mos keladi, qolganlari esa undan ancha uzoqda bo'ladilar va ularni rangli shisha yoki interferetsion saralagich yordamida bartaraf qilish mumkin. Masalan, H_α chizig'iga mo'ljallangan IPS ni ikkinchi o'tkazish polosasi $\lambda=594,8 \text{ nm}$ ga to'g'ri keladi va uni RG-14 markali qizil shisha saralagich yordamida bartaraf qilish mumkin.

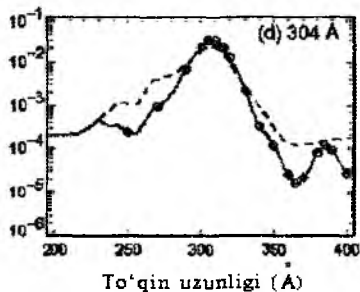
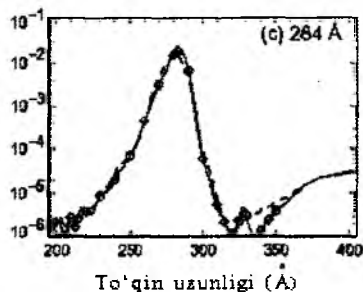
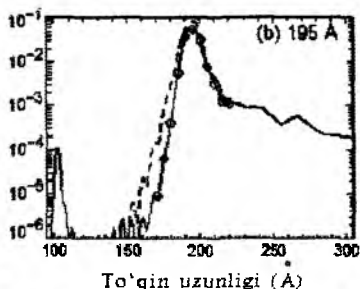
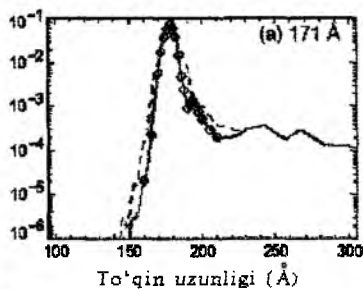
Hozirgi zamonda bunday IPS lar astrofizikada, ayniqsa, Quyoshni tekshirishda keng qo'llaniladi. Ularning o'tkazish polosasi-ning kengligi $\Delta\lambda < 0,05 \text{ nm}$. Hatto o'tkazish polosasi $\Delta\lambda < 0,01 \text{ nm}$ bo'lgan IPS lar ham yasalmogda va ular Quyosh yuzidagi kuchsiz magnit maydonlarni va modda harakatini o'rganishda qo'llaniladi.

d). Ultrabinafsha (UB) va rentgen nur saralagichlar. Yuqorida biz yorug'lik nurlarini saralashda ishlatiladigan optik saralagichlar bilan tanishib chiqdik. Shuningdek, ultrabinafsha va rentgen nurlarini saralagichlari ham bor. Chetki UB nurlar qalinligi $0,15 \text{ mkm}$ keladigan ikkita alyumeniy plyonka orasiga qalinligi $0,07 \text{ mkm}$ sellelyuozga plenka joylashtirilgan «qatlama» saralagich UB nurlarni rentgen nurlardan ajratib beradi. Agar teleskop obyektivi oldiga o'rnatiladigan bu «qatlama» saralagichdan keyin kamera oldiga qalinligi $0,15 \text{ mkm}$ keladigan alyumeniy plenka yoki yana bitta «qatlama» saralagich kiritilsa, bu nurlarni ajratilishi yana ham kuchayadi.

Yuqorida ko'rilgan kosmik chetki UB teleskopida (EIT/SOHO – Extra ultraviolet Image Teleskop/Solar Heliospheric Teleskop-chetki ultrabinafshada tasvirga oladigan teleskop/Quyosh va geliosferik observatoriya) bosh va ikkilamchi ko'zgu sirtlariga ustma-ust bir necha molibden va kremniy qatlamlari yotqizish yo'li bilan tor o'tkazish polosasiga ega saralagich hosil qilishga erishilgan. Bu teleskopning barcha optik qismlari (bosh ko'zgu, yordamchi ko'zgu, nurlanish saralagichlar) ma'lum uzunlikdai (tanlangan spectral chiziq) to'lqinlarni o'tkazadi. Masalan, bosh ko'zgu to'rtta sektorga bo'lingan va ular to'rtta spektral chiziqda ($\text{FeX/IX } 17,1 \text{ nm}$, $\text{Fe XII } 19,5 \text{ nm}$, $\text{Fe XIV } 28,4 \text{ nm}$ va $\text{He II } 30,4 \text{ nm}$) sochilayotgan nurlarni o'tkazadi. EIT ning o'tkazish poloaslari chegarasi quyidagi 3.3-rasmda keltirilgan.

Rentgen sanoqchilar kirish teshigiga tortiladigan qalinligi 10 mkm keladigan lavsan (maylar), poli propilen plyonkalar to'lqin uzunligi $0,01 \text{ nm}$ dan 10 nm gacha bo'lgan rentgen nurlarni o'tkazadi. Qiya tushishga asoslangan rentgen teleskopning kirish teshigi oldiga qalinligi 13 mkm berilliy plyonka tortilsa, u qattiq rentgen nurlarda ($0,35$ dan $1,4 \text{ nm}$ gacha) osmon yoritqichi (Quyosh) ni suratga olishga imkon beradi. Agar shunday rentgen teleskop kirish teshigi oldiga lavsan plenka tortilsa, u holda yumshoq ($4,4$ dan 6 nm gacha) rentgen nurlarda Quyoshni suratga olish mumkin.

3.1.2. Nurlangich va to'lqin uzatuvchilar. Agar parabolik antenning (2.14-rasm) fokusiga Gerts dipolini o'rnatilsa va uni o'zgaruvchan tok hosil qiluvchi generatorga ulasak, antenning yo'naltirilish diagrammasi ichida dipol tayoqchalarining umumiy uzunligidan ikki marta uzun to'lqinlar tarqala boshlaydi. Bunday qurilmada dipol tayoqchalari **nurlangich** deb ataladi. Agar endi dipol tayoqchalar priyomnikka ulansa, u antenning yo'naltirilish



3.3-rasm. Chetki UB saralagichlarining o'tkazish polosasi va ular hamda teleskop sirtiga yotqizilgan molibden+kremniy qatlamlar orqali erishilgan monoxromatik UB teleskopning o'tkazish polosalari.

diagrammasi ichida yig'ilgan to'lqinlardan o'z uzunligiga mos keladiganini yutadi yoki qabul qiladi va uni priyomnikka uzatadi. Demak, radioteleskopning nurlangichi antennada yig'ilgan to'lqinlardan o'ziga mos keladiganini o'tkazadi, demak u to'lqin saralagich vazifasini bajaradi.

Priyomnik ham nurlangich o'tkazgan to'lqinni qayd qilishga mo'ljallangan bo'ladi. Boshqa to'lqinlarni qayd qilish uchun boshqa dipollar va priyomniklar qo'llash kerak bo'ladi. Shunday qilib, radioteleskop ma'lum uzunlikdagi to'lqinlarni qayd qiladi, ya'ni u monoxromatik teleskopga (masalan xromosfera teleskopiga) o'xshaydi. Uning nurlangichi to'lqin saralagich vazifasini bajaradi.

Agar antennaning fokusiga, dipol o'rniga, uchi karnaysimon qilib ishlangan quvurcha o'rnatilsa, u o'z diametri kattaligiga mos keladigan to'lqinlarni priyomnik tomon o'tkazadi. Bunday quvurcha **to'lqin uzatuvchi** deb ataladi va uning ikkinchi uchi to'lqinni yuta-

digan qurilmaga, masalan, dipolga, tutashtiriladi. Antenna fokusi-ga har xil diametrdagi bir necha quvurchalar uchlari joylashtirilishi mumkin va ularning har birining ikkinchi uchi o'z priyomnigiga ulanadi. Shunday qilib radioteleskop bir vaqtning o'zida bir necha to'lqinlarda ishlashi mumkin. Bunday bir necha to'lqinda ishlaydi-gan radioteleskop radio spektrograf deb ataladi.

Savollar

- 1) Teleskopga nima maqsadda qo'shimcha asboblar o'rnatiladi?
- 2) Nur saralagich qanday vazifani bajaradi va uning qanday turlari mavjud va ular bir-birlaridan nima bilan farq qiladilar?
- 3) Interferetsion-polyarizatsion saralagich qanday prinsipga asoslanib ishlaydi?
- 4) Polyaroid xiralatgich qanday maqsadda qo'llaniladi?
- 5) Radioteleskopning nurlangichi qanday vazifani bajaradi?
- 6) To'lqin uzatuvchi nima va qanday vazifani bajaradi?

3.2. Spektrograflar va ularning asosiy ko'rsatkichlari

Spektrograf ham yoritqichdan kelayotgan va obyektivda yig'ilgan nurlarga dastlabki ishlov berish maqsadida qo'llaniladi. U teleskop-ning okulyar o'rnatiladigan qismiga, okulyar o'rniga, ya'ni fokal tekislik orqasiga, unga taqab o'rnatiladi. Spektrografning kirish tir-qishi fokal tekislikda joylashishi kerak. Spektrografning optik kuchi yoki nisbiy teshigi (d/f) teleskopnikiga (D/F) teng bo'lishi, uni effektiv ishlashini ta'minlaydi. Spektrograf yoritqichdan kelayot-gan oq nurni monoxromatik tashkil etuvchilarga ajratadi va ularni to'lqin uzunliklari bo'yicha yonma-yon joylashtiradi, ya'ni spektrga yoyadi va bu spektrni suratga tushirish yoki o'lchash mumkin bo'ladi. Ma'lumki, oq nur kvarts prizmadan o'tganda yoki difraksion pan-jaradan aks qaytganda rangli nurlarga yoyiladi, shunga ko'ra spektro-gaflar ikki xil bo'ladi: prizmalı va difraksion panjarali.

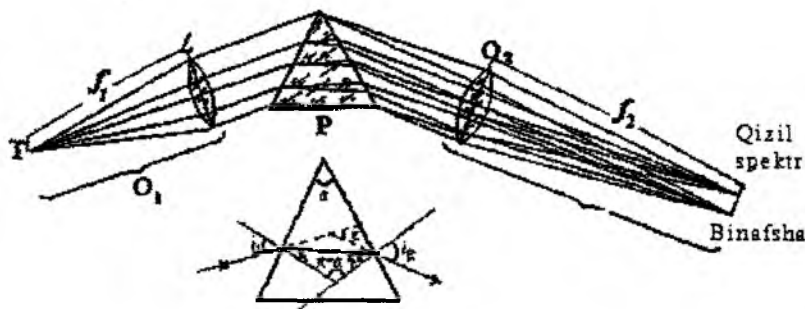
3.2.1. Prizmalı spektrograf. Prizmalı spektrograf oq nurni kvarts prizmadan o'tayotganda sinishiga va prizmaning sindirish koeffitsi-enti (n_s) ni to'lqin uzunligiga bog'liqligiga, yani qisqa to'lqinli nurlarni uzun to'lqinlilarga qaraganda kuchliroq sinishiga asoslangan. Bunday spektrograf kirish tirqishi (S) ga ega bo'ladi va prizmadan (P), kol-

limator (O_1) va kamera (O_2) linzalaridan hamda nurlanish priyomnigi o'rnatilgan kamera K dan tashkil topadi. Kollimator l uzunlikdagi kirish tirqishidan shunday masofada o'rnatiladiki, tirqishdan sochilayotgan nurlar undan to'la o'tadi va parallel nurga aylanadi. Bu nurlar yo'lga prizma (P) shunday o'rnatiladiki, avvalo, prizmaning asosi kirish tirqishiga parallel bo'lishi, keyin kollimatordan (O_1) kelayotgan parallel nurlarni barchasi prizmadan o'tishi shart. Prizmadan o'tgan, rangli nurlarga ajralgan nurlanish kamera linzadan (O_2) to'liq o'tadi.

Kamera linza o'z fokal tekisligida rangli nurlar ketma-ketligini, spektrni tuzadi. Spektrni bir tomonida qizil nurlar, ikkinchi tomonida esa binafsha nurlar va ular orasida qirmizi, sariq, yashil, ko'k, havorang nurlar joylashadilar. Rangli nurlar ketma-ketligi tutash yoki uzluksiz spektrni hosil qiladi. Bunday spektr suratga olinishi yoki magnit tasmaga yozib olinishi mumkin. Shunday qilib kirish tirqishi prizmaning asosiga parallel va kollimatorning fokal tekisligida joylashtirilganda yuqori sifatli spektr olish mumkin. Bundan tashqari u teleskop obyektivining fokal tekisligiga joylashtirilishi zarur. Endi spektrografni dispersiyasi, ya'ni u tuzgan spektrda to'lqinlarni yoyilish darajasi yoki ularni joylanish zichligi bilan tanishaylik.

Agar nur prizma i burchak ostida tushsa u prizmadan r burchak ostida chiqadi. Prizmaning sindirish koeffitsiyenti

$$n = \frac{\sin i}{\sin r} \quad (3.1)$$



3.4-rasm. Prizmalı spektrografning o'rnatilish sxemasi va prizmaning asosiy hamda nur bilan tashkil etgan burchaklari.

Agar prizmaning uchidagi burchagi α bo'lsa u holda $r = \frac{\alpha}{2}$ va prizmadan o'tgan nur bilan unga tushayotgan nur orasidagi burchak

$$\varepsilon_0 = 2 \cdot i - \alpha. \quad (3.2)$$

Bu holda $\sin i = n \cdot \sin(\alpha/2)$ va $\sin(\varepsilon_0/2) = \sin(\alpha/2)(n \cdot \cos(\alpha/2) - \cos i)$. i va ε_0 prizmaning sindirish koeffitsiyentiga bog'liq. Agar

(3.2) ni n bo'yicha differensiallasak u holda $\frac{d\varepsilon_0}{dn} = \frac{2di}{dn}$ va $\cos i \cdot di = \sin(\frac{\alpha}{2}) \cdot dn$, bundan

$$\frac{di}{dn} = \frac{\sin(\frac{\alpha}{2})}{\cos i} = \frac{\sin(\frac{\alpha}{2})}{\sqrt{(1 - n^2 \sin^2(\frac{\alpha}{2}))}} \quad \text{va} \quad \frac{d\varepsilon_0}{dn} = \frac{2 \sin(\frac{\alpha}{2})}{\sqrt{(1 - n^2 \sin^2(\frac{\alpha}{2}))}}.$$

Prizmaning sindirish koeffitsienti n_λ nurning to'liqin uzunligi orasidagi bog'lanish Kornyuu formulasi yordamida quyidagicha ifodalanadi.

$$n_\lambda = n_0 + \frac{C}{\lambda - \lambda_0}, \quad (3.3)$$

bu yerda n_0 to'liqin uzunligi λ_0 bo'lgan nur uchun prizmaning sindirish koeffitsienti, C - doimiy miqdor. Bu bog'lanishni differensial-

lasak $\frac{dn}{d\lambda} = -\frac{S}{(\lambda - \lambda_0)^2}$. Shunday qilib,

$$\frac{d\varepsilon_0}{d\lambda} = -\frac{2 \sin(\frac{\alpha}{2})}{\sqrt{1 - n^2 \sin^2(\frac{\alpha}{2})}} \cdot \frac{C}{(\lambda - \lambda_0)^2}. \quad (3.4)$$

Bu prizmaning burchakiy dispersiyasi (spektrga yoyish darajasi) dir. Agar f kamera linzaning fokus masofasi bo'lsa, u holda spektrda chiziqiy dispersiya

$\frac{ds}{d\lambda} = f \frac{d\varepsilon_0}{d\lambda}$ va u bir to'liqin uzunligi birligiga

spektr bo'ylab qancha uzunlik birligi to'g'ri kelishini ($mm/\text{Å}$, millimeter/angstem) ko'rsatadi. Chiziqiy dispersiya prizmaning uchidagi burchagiga, sindirish koeffitsientiga va kamera linzaning fokus masofasiga bog'liq.

Astrofizikada, odatda, teskari dispersiya ($\frac{d\lambda}{ds}$) qo'llaniladi va u

spektr bo'ylab bir uzunlik birligiga qancha to'lqin uzunligi birligi to'g'ri kelishini ko'rsatadi ($\text{Å}/mm$). Bitta prizmalı spektrograflarda dispersiya $100 \text{ Å}/mm$. Biroq prizma orqasiga, undan chiqayotgan rangli nurlar yo'liga, yana bitta, ikkita prizmalar qo'yish mumkin. Natijada dispersiya bir necha marta oshadi.

Prizmalı spektrograflarning dispersiyasi atrofning temperaturasiga bog'liq va prizma temperaturasini oz miqdorga o'zgarishi dispersiyani o'zgartirib yuboradi. Shuning uchun bunday spektrograflarni temperaturasi deyarli o'zgarmaydigan ($\Delta T < 0,01^\circ$) termostat ichiga joylashtiriladi. Kvars prizmada ultrabinafsha nurlar kuchli yutiladi va spektrning bu qisqa to'lqinli qismiga prizmalı spektrograflarni qo'llash maqsadga muvofiq emas.

Spektrografning yana bir ko'rsatkichi, bu uning spektral chiziqlarni ajrata olish kuchini ko'rsatadi. Spektrografning ajrata olish kuchi R bir xil intensivlikdagi (odatda, kuchsiz) yonma-yon joylashgan, biroq alohida-alohida ko'rinadigan ikkita spektral chiziqlar orasidagi minimal masofa ($\Delta\lambda$) ni ularning o'rtacha to'lqin uzunligiga $R = \lambda/\Delta\lambda$ nisbati bilan belgilanadi. Berilgan spektrografda yonma-yon joylashgan, bir xil intensivlikdagi ikkita chiziq alohida-alohida ko'rinadi, agar ular orasidagi masofa $\Delta\lambda_{1,2} \geq \Delta\lambda$ bo'lsa. Odatda, R bir necha o'n mingdan yuz mingacha oraliqda bo'ladi.

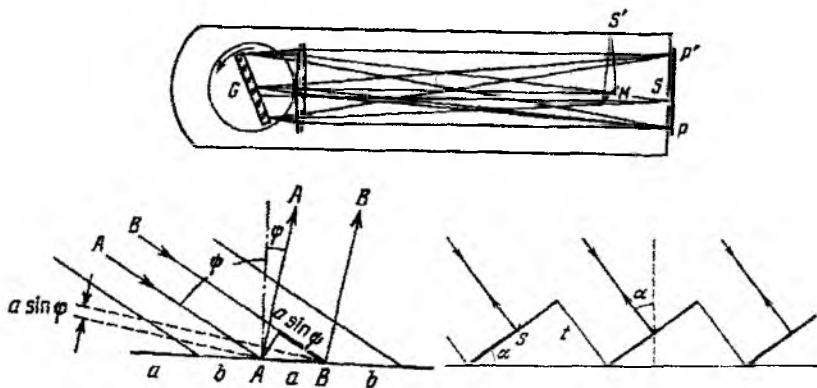
3.2.2. Difraksion panjarali spektrograf. Bunday spektrograf yonma-yon joylashgan tirqishlardan o'tayotgan nurlarni difraksiyalanishiga va interferensiyalanishiga asoslangan. Astrofizikada, odatda, yassi ko'zgusimon difraksion panjara qo'llaniladi va u maxsus mashina yordamida parallel, teng (a) oraliqda chiziqlar o'yilgan (chizilgan) ko'zgudan iborat bo'ladi. Bunday ko'zguga tushayotgan nur undan aks qaytadi va oraliqlar kichik bo'lgani uchun kuchli darajada difraksiyalanadi. Yonma-yon joylashgan tirqish (chiziq) lardan difraksiyalangan nur interferensiyalanadi, ya'ni ϕ burchak ostida tushayotgan

nurlanish ϕ_{mk} yo'nalishlarda $\sin \phi \pm \sin \phi_{mk} = (2m+1) \cdot \frac{\lambda}{2}$ bir birlik fazalar farqiga va maksimal intensivlikka ega bo'ladi va ϕ_{mi} yo'nalishda $\sin \phi \pm \sin \phi_{mi} = m \cdot \frac{\lambda}{2}$ yarim birlik fazalar farqiga va minimal intensivlikka ega bo'ladi. Agar nur panjaraga tik tushayotgan panjara N ta shtrixdan tashkil topgan va shtrixlarning kengligi a , ular orasidagi masofa b bo'lsa, maksimumlar

$$\pm \sin \phi_n = \pm \frac{n\lambda}{N(a+b)} \quad \text{yoki} \quad \sin \phi = \pm m \frac{\lambda}{a+b} \quad (3.5)$$

bo'lgan ϕ_n yo'nalishlarga to'g'ri keladi va $n=0, N, 2N, \dots$, hamda $m=0, 1, 2, \dots$ Panjaradan qaytgan, difraksiyalangan nurning markaziy maksimumidan boshqa barcha maksimumlari spektrga ajraladi. Bu spektrlarda dispersiyani topish uchun panjara formulasi (3.5) ni λ bo'yicha differensiallaymiz.

$$\frac{d\phi}{d\lambda} = \pm \frac{m}{(a+b)\cos \phi} \quad (3.6)$$



3.5-rasm. Difraksiyon panjarali spektrograf (yuqorida, G-difraksiyon panjara, S-kirish tiriqishi, SF-chiqish tiriqishi. Shtrixlar profilari (pastda, to'g'ri burchakli (chapda), qiyshiq yoki eshel (o'ngda)).

Panjaraga tik yo'nalishda joylashgan spektr uchun $\varphi \approx 0$ va $\cos \varphi = 1$. Agar $C = 1/(a+b)$ belgilash kiritsak, u holda $d\varphi/d\lambda = \pm mC \cdot 10^{-7} \text{radian}/\text{Å}$. Bu yerda C – diffraksion panjaraning doimiysi deb ataladi va bir mm da shtrix (chiziq) lar soniga teng. Hozirgi paytda $C = 300, 600, 1200 \text{ shtrix/mm}$ panjaralar uchraydi.

Difraksion spektrga kamalak misol bo'la oladi. U, odatda, Quyoshga nisbatan qarama-qarshi tomonda yomg'ir yog'ayotgan paytda, yomg'ir tomchilari hosil qilgan suv "iplar"ni Quyosh yoritib turganda, ular sahnida kuzatiladi. Bu holda yomg'ir tomchilari hosil qilgan suv iplardan qaytgan Quyosh nurlari difraksiyalanadi va interferensiyalanadi, natijada kamalak ko'rinadi. Kamalakni fontan suvi sahnida ham ko'rish mumkin. Bunda Quyosh orqa tomoningizda bo'ladi.

Panjaraga nur parallel tushganda spektr sifatli va panjaradan qaytgan rangli nurlar ham parallel bo'ladi. Shuning uchun diffraksion spektrografda ham prizmalı spektrografdagi singari kollimator va kamera linzalar yoki botiq ko'z gusimon obyektivlar qo'llaniladi. Kollimator (O_1) oldiga, uning fokal tekisligiga kirish tirqishi (S) o'rnatiladi. U panjara shtrixlariga parallel holda o'rnatilishi kerak. Kamera obyektivi (O_2) rangli parallel nurlarni o'z fokal tekisligiga yig'adi va u yerda $m = 0, \pm 1, \pm 2, \dots$, ya'ni birinchi, ikkinchi va hokazo tartibli spektrlar hosil bo'ladi. Markaziy maksimum $m = 0$ oq nurdan iborat va uning ikkala tomonida simmetrik ravishda birinchi ($m = \pm 1$) ikkinchi ($m = \pm 2$) va hokazo diffraksion tartib spektrari joylashadi. Difraksion spektrografning chiziqiy dispersiyasi

$$\frac{ds}{d\lambda} = f_2 \cdot m \cdot C \quad \text{mm}/\text{Å} \quad (3.7)$$

f_2 – kamera obyektivining fokus masofasi. Yuqorida ko'rilgan ATsU-5 gorizontāl Quyosh teleskopiga o'rnatilgan ASP-20 markali spektrograf $S = 600 \text{ shtrix/mm}$ panjara bilan qurollangan. U avtokollimatsion (kollimator va kamera obyektivi vazifasini bitta botiq sferik ko'zgu bajaradi) tizimda yasalgan, $f_2 = 750 \text{ sm}$. Birinchi diffraksion tartibda dispersiyasi $ds/d\lambda = 0,48 \text{ mm}/\text{Å}$. Spektrografning kirish tirqishi kengligi $\delta = f_1 \cdot \lambda / d_1$. Bu yerda f_1 va d_1 kollimatorni fokus masofasi va diametri va ular nisbati gorizontāl Quyosh teleskopi (ATsU-5) nikidek bo'lishi kerak, ya'ni $d_1/f_1 = D/F$. ASP-20 uchun $\delta = 35\lambda$ va $\lambda = 0,5 \mu$ bo'lganda $\delta = 0,018 \text{ mm}$. Amalda δ biroz (1,5 barobargacha)

kattaroq tanlanadi. ASP-20 da $d=0,05$ mm gacha etkazilganda spektrning sifati buzilmaydi.

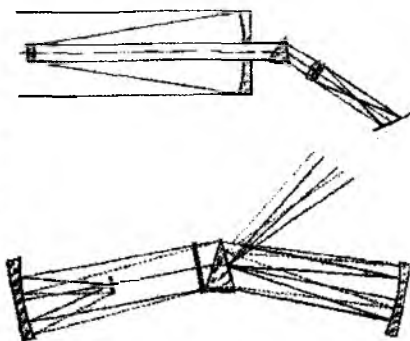
Difraksion spektrografning ajrata olish kuchi panjaradagi shtrixlarning umumiy soni (N) ga va difraksiya tartibi (m) ga bog'liq, ya'ni $R \approx mN$. ASP-20 ning birinchi ($m=1$) tartibida o'Ichangan (И. Саттаров, Солнечные процессы и их наблюдение. Сборник работ. Т.: ФАН, 1975) ajrata olish kuchi $R=90000$, ikkinchi tartibida 130000 va uchinchi tartibida 160000.

3.2.3. Spektrografni teleskopga o'rnatish va ishlatish. Difraksion spektrografda manbaning nuri $2n+1$ ta difraksion tartibga ajraladi. Bu $2n$ ta spektrdan bittasi suratga olinadi va tekshiriladi. Nurning asosiy qismi (50%) nolinci ($m=0$) tartibni beradi, ya'ni nur ko'p miqdorda isrof bo'ladi. Mashaqqat bilan yig'ilgan yulduz nurini spektrga yoyishda bu ayniqsa sezilarlidir. Hozirgi zamon difraksion panjaralarining ishchi tartibi belgilanadi va unga nurning ko'p qismi yig'iladi. Buning uchun panjara shtrixlariga shunday shakl (bir tomoni tik, ikkinchisi esa, qiya) beriladiki (3.5-rasm, pastda va o'ngda), undan (qiya) qaytgan nurlarning ko'proq qismi ishchi tartib tomon qaytariladi. Ishchi tartibning yorug'ligi huddi shunday nomerli oddiy tartibnikidan $\approx 25\%$ gacha ko'p bo'ladi. Odatda, bunday spektrograflar (eshel'eli) yuqori difraksion tartiblarda ($m=50-100$) sifatli spektr beradi. Yuqori tartiblar bir-biri bilan ustma-ust tushadi. Agar hosil bo'layotgan spektr yo'liga, dispersiya yo'nalishiga tik, prizma kiritsak, tartiblar bir-biridan ajraladi va kerakli spektral sohalarni yonma-yon joylashgan tartib spektrlaridan tanlash mumkin. Bunday spektrograf **eshelet** deb ataladi va uning ajrata olish kuchi R juda yuqori bo'lishi mumkin (masalan, SOLIS da ishlatiladigan difraksion panjara bir mm ga 79 shtrixga ega va uning uzunligi 40 sm , 100-tartibi ishchi tartibdir)

Difraksion spektrograflar, odatda, katta ($D \geq 1 m$) teleskoplarda qo'llaniladi va teleskopning Kude fokusiga qo'zg'olmas holatda o'rnatiladi. Masalan, Polomar teleskopida ($D=5 m$, $D/F=1/30$) to'rta $C=400$ sht/mm panjara yonma-yon shunday joylashtirilganki, ular bitta katta panjaradek ishlaydi va u bilan birgalikda bir necha o'rni almashtiriladigan botiq ko'zqusimon kollimator va kamera obyektivlar qo'llaniladi. Ular har xil yorug'lik kuchga ega optik tizimlar hosil qilishga va eng katta ekspozitsiya vaqti (8-10 $soat$) berib yulduz kattaligi $7,5^m$ dan 16^m gacha bo'lgan yulduzlarning dispersiyasi bir

necha $\text{\AA}/\text{mm}$ dan bir necha o'ng $\text{\AA}/\text{mm}$ gacha oraliqda bo'lgan spektrlarini olishga imkon beradi.

Yulduzdan kelayotgan nurlar parallel nurlar bo'ladi. Shuning uchun yulduz nurini to'ppa-to'g'ri prizma yoki difraksion panjaraga tushirish mumkin (3.6-rasmni o'ng pastida). Bunda birdaniga ko'plab yulduzlarni spektri hosil bo'ladi (3.6-rasmni chap tomonida). Bu masalaga keyinroq qaytamiz.



3.6-rasm. Spektrografni teleskopga o'rnatish va unda yulduz nurini spektrga yoyilishi (o'ngda) va unda olingan yulduzlar osmoni su'rati (chapda).

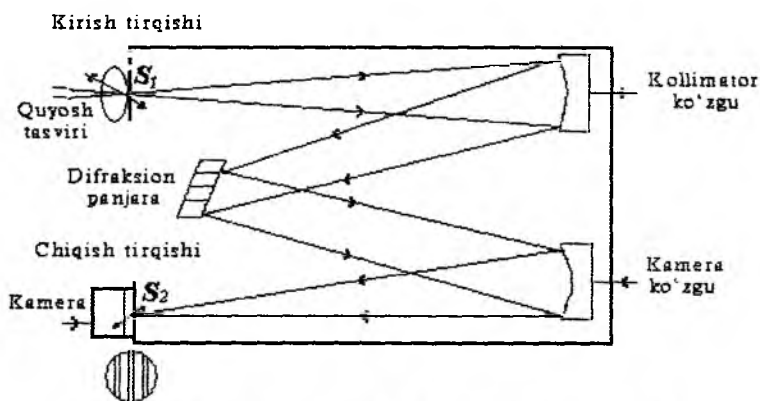
Yulduzning nuri spektrografning kirish tirqishidan o'tib kollimatorga tushadi. Tirqish tekisligida yulduzning tasviri kichkina (difraksion) gardishcha shaklda bo'lgani uchun spektr ham ingichka tasmacha shaklda bo'ladi. Bunday spektrni tekshirish ma'lum qiyinchiliklar tug'diradi va yulduz nurining bir qismi tirqishda to'silib qolib ketadi va spektr hosil qilishda ishtirok etmaydi. Bu kamchiliklarni tirqish oldiga tsilindrik linza qo'yib kamaytirish mumkin. U yulduz tasvirini tirqish bo'ylab biroz cho'zib beradi. Natijada, birinchidan, tasvarda yig'ilgan nur tirqishdan to'laroq o'tadi, ikkinchidan, yulduz spektri bir necha mm kenglikdagi tasmachaga aylanadi va uni tekshirish osonlashadi.

Yulduz spektridan birnecha mm yuqoriroq va pastroqqa laboratoriya nur manbaining spektri ham tushiriladi. Bu spektr **solishtirma spektr** deb ataladi va undagi to'liq uzunligi ma'lum bo'lgan chiziqlarga ko'ra spektrning dispersiyasi aniqlanadi va laboratoriya

spektriga nisbatan yulduz spektri chiziqlarining to'liq uzunligi va siljishi o'lchanadi. Shuningdek, spektrogrammaning bir chetiga pog'onali xiralatgichning spektri ham tushiriladi va u spektrni fotometriya qilishda kerak bo'ladi.

Yulduz spektrografi teleskopning birlamchi fokusi ortiga shunday joylashtiriladiki, yulduzning tasviri spektrografning kirish tirqishiga tushishi kerak. Kuchli yulduz spektrograflar ancha (5 m) uzun bo'ladi va u qo'zg'olmas bo'lsa, yaxshi ishlaydi. Shuning uchun yulduz spektrograflarini katta teleskoplarning Kude fokusiga joylashtiriladi. Bu mavzuga keyingi paragraflarda qaytamiz, hozir esa, Quyoshni spektral chiziqlar nurida tekshirish masalalariga to'xtalamiz.

3.2.4. Spektrogeliograf va uni ishlash prinsipi. M'alumki, spektrdagi chiziqlar har xil kenglikka va intensivlikka ega bo'ladi. Chiziqning kengligi uni hosil qilgan atomlarning o'tish ehtimoliga, muhitning temperaturasiga va zichligiga bog'liq. Shuning uchun chiziqning kengligi uning tabiiy kengligidan o'nlab va hatto minglab marta katta bo'ladi va tirqishning monoxromatik tasviri chiziqning tabiiy profilini tasvirlar edi, agar u real mavjud bo'lsa. Quyosh spektridagi tellurik (Yer atmosferasida hosil bo'lgan) chiziqlar tirqishning monoxromatik tasviridan iborat desak, katta xato qilmaymiz. Shunday qilib, real yulduz yoki Quyosh atmosferasi sharoitida hosil bo'lgan keng spektral chiziqlar kirish tirqishining monoxromatik tasvirlaridan tashkil topadi. Agar endi spektral chiziq bo'ylab uning orqasiga kengligi kirish tirqishinikidek keladigan (chiqish) tirqish joylashtirsak,



3.7-rasm. Spektrogeliograf va difraktsion spektrograf.

undan o'tayotgan nur monoxromatik nur bo'ladi va u kirish tirqishidan o'tgan Quyosh yuzining aynan tirqish kengligidagi qismini tasvirlaydi.

Endi chiqish tirqishi orqasiga fotoplastinka yoki CCD lineyka o'rnatib, Quyosh tasvirini kirish tirqishiga, fotoplastinkani esa chiqish tirqishiga tik yo'nalishda (CCD ni yozib oluvchi asbobga ulasak) bir xil tezlikda (CCD holda sakrab) harakatga ketirsak, fotoplastinkada Quyoshning monoxromatik tasviri hosil bo'ladi. Bunday asbob **spektrogeliograf** deb ataladi va u kirish tirqishining Quyosh gardishi yuzidagi har bir vaziyatiga mos chiqish tirqishi orqasidagi fotoplastinkada (CCD dan yozib olingan yozuvda) monoxromatik kesim olinadi. Bunday kesimlarni yonma-yon joylashtirsak, Quyoshning monoxromatik tasviri hosil bo'ladi.

Bunday Quyosh tasviri IPS yordamida olingan tasvirga o'xshash ko'rinishga ega. Agar IPS bitta chiziqda monoxromatik tasvir olishga imkon bersa, spektrogeliografda ixtiyoriy chiziqda monoxromatik tasvir olish mumkin. Shuning uchun u xromosfera teleskopidan ustun turadi. Agar CCD lineyka va komp'yuter qo'llanilsa bunday spektrogeliograf katta imkoniyatlarga ega kuchli tekshirish asbobiga aylanadi.

Spektral chiziqlar chiqish (shuningdek, kirish) tirqishidan ancha keng bo'ladilar, bu hol chiziqning har xil qismlarida (masalan, o'zagida yoki qanotlarida) monoxromatik tasvirlar olishga imkon beradi. 1963-yilda Leyton spektrogeliograf yordamida chiziqning qanotlarida olingan monoxromatik tasvirlarning birini ikkinchisidan ayirib Quyosh yuzida supergranulyatsion yacheykalar (kengligi o'rtacha 32000 km) bor ekanligini kashf etdi. Supergranulatsiya chegaralarida gaz katta (150 m/sek) tezlikda Quyosh ichiga tushadi. Qarama-qarshi qanotlarda olingan spektrogrammaning bu joylarida intensivlik katta miqdorga farq qiladi.

3.2.5. Quyosh spektromagnitografi va nuriy tezlikni o'lchash. Quyosh yuzidagi magnit maydonlar xaritasini chizadigan asbob **spektromagnitograf** deb ataladi. Spektromagnitograf, shuningdek, nuriy tezliklar xaritasini ham olishga imkon beradi, ya'ni u taxograf vazifasini ham bajaradi. Spektromagnitografning ishlash prinsipi Zeeman effektiga asoslangan. Magnit maydonda hosil bo'lgan spektral chiziqlar har xil yo'nalishlarda qutblangan tashkil etuvchilarga ajraladi. Ayrim chiziqlar faqat uchta tashkil etuvchiga ajrala-

di va ular qarama-qarshi yoʻnalishda qutblangan boʻladilar. Agar magnit kuch chiziq-lari koʻrish chizigʻi boʻylab yoʻnalgan boʻlsa, bunday chiziq aylana boʻylab qarama-qarshi yoʻnalishda qutblangan ikkita tashkil etuvchidan iborat boʻladi. Ularning toʻlqin uzunliklari maydon kuchlanganligiga bogʻliq boʻlgan

$$\Delta\lambda = \text{Const} \cdot \lambda^2 \cdot H \quad (3.8)$$

oraliqqa farq qiladi. Bu yerda, *Const* – spektral chiziqning Zeeman ajralishiga bogʻliq doimiy miqdor, λ – chiziqning toʻlqin uzunligi, *H* – magnit maydon kuchlanganligi. Maydon kuchlanganligi $H > 2000$ gauss (gs) boʻlganda tashkil etuvchilar alohida-alohida koʻrinadi.

Chiziq tashkil etuvchilarga ajralmaganda ham spektromagnitograf maydon kuchlanganligini oʻlchashga imkon beradi. Bunda tashkil etuvchilarning qarama-qarshi yoʻnalishda qutblanganligiga asoslaniladi.

Spektrogeliografning chiqish tirqishini magnit sezgir spektral chiziqning qanoti toʻgʻrisiga joylashtiramiz va uning orqasiga fotoelektron koʻpaytgich (FEK) qoʻyamiz. Spektrogeliografning kirish tirqishi oldiga oddiy va nooddiy tashkil etuvchilarga chorak faza siljishi beradigan plastinka (slyuda) qoʻysak, aylana boʻylab qutblangan tashkil etuvchilar bir-biriga tik yoʻnalishda chiziqiy qutblanish oladi. Endi FEK oldiga oʻrnatilgan analizatorni optik oʻq atrofida aylantirsak, u damba-dam yo u yoki bu tashkil etuvchini oʻtkazadi. Tashkil etuvchilar chiqish tirqishidan har xil uzoqlikda joylashganliklari uchun ularning chiqish tirqishidagi intensivligi har xil boʻladi, bu FEK da oʻzgaruvchan tok hosil qiladi. Tokning amplitudasi $\Delta\lambda = \text{Const} \cdot \lambda^2 \cdot H$ ga proporsional boʻladi. Agar endi, Quyosh tasvirini kirish tirqishi oldida sakrab harakatga keltirsak va tirqishning har bir holatiga mos kelgan tok amplitudasini magnit lentaga yozib borsak, bunday priborda olingan yozuvlar magnit maydonning qarash chizigʻi boʻylab yoʻnalgan tashkil etuvchisining (boʻylama tashkil etuvchi) xaritasini tuzishga imkon beradi.

Agar Quyosh gardishining kirish tirqishi orqali oʻtayotgan qismida nur yoʻnalishida modda harakati mavjud boʻlsa, u holda, Doppler effekti taʼsirida spektral chiziq siljiydi. Bu FEK da hosil boʻlayotgan tokning oʻrtacha qiymatini koʻtarilishiga yoki pasayishiga olib keladi. Buni bartaraf etish maqsadida chiqish tirqishi oldiga laynshifter (chiziqni siljituvchi) oʻrnatiladi. Laynshifter tomonlari

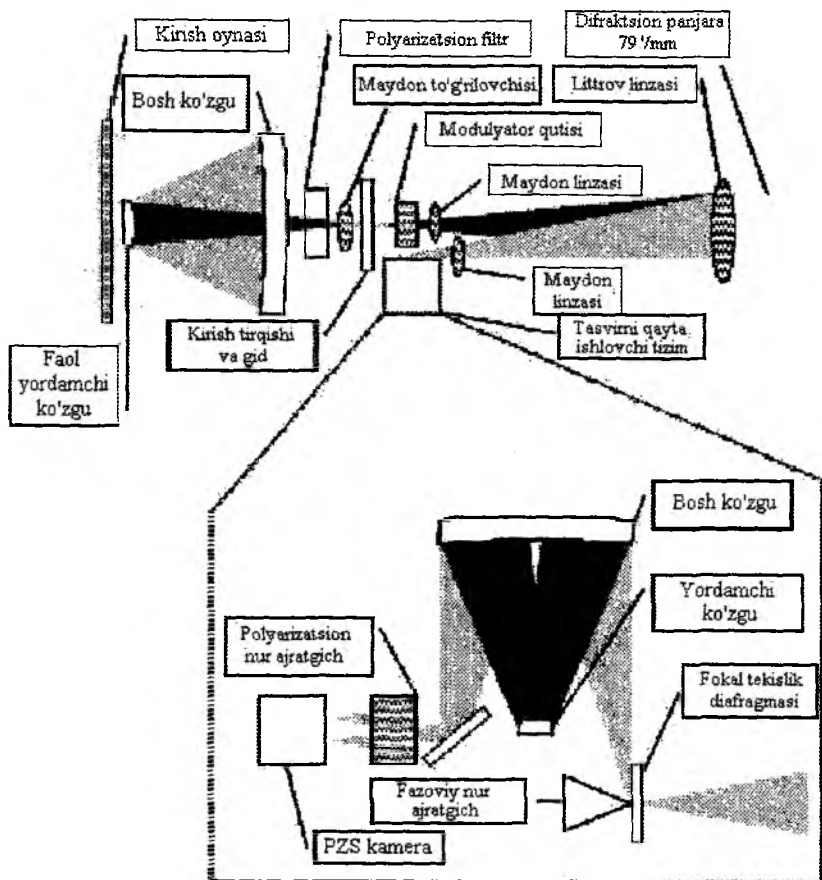
parallel yassi plastinka bo'lib, u optik o'qqa tik o'q atrofida aylanishi mumkin. Laynshifterning aylantirilishi spektral chiziqni biroz chapga yoki o'nga siljishiga olib keladi va aylanish burchagi nuriy tezlikka proporsional bo'ladi. Bir vaqtning o'zida FEK toki amplitudasi va laynshifterning burchagi qayd qilib boriladi. Ulardan magnit maydon kuchlanganligini va nuriy tezlikni hisoblab topish mumkin.

Agar endi kirish tirqishidagi Quyoshning tasviri biror yo'nalishda siljitib borilsa (spektrogeliografning ishlash prinsipiga qarang) va FEK tok kuchi amplitudasi va laynshifterning ko'rsatishi yozib olinsa, bunday yozuvlar shu yo'nalishda magnit maydon va nuriy tezliklarning o'zgarish grafigini beradi. Quyosh tasvirini bir-biriga tik yo'nalishlarda siljita borib ko'plab bunday yozuvlarni olish mumkin va ular asosida magnit maydon va nuriy tezliklar xaritasi tuziladi. Shunday qilib, spektromagnitograf bir vaqtning o'zida magnit maydon va nuriy tezliklar xaritasini tuzish imkoniyatini beradi.

Spektromagnitograflarning har xil turlari mavjud: bo'ylama maydon spektromagnitografi, vektorspektromagnitograf. Hozirgi zamon spektromagnitograflari juda kuchsiz ($H=0,5$ gs) magnit maydonlarni ham qayd qilishga imkon beradi. Spektromagnitograf magnit maydon qutblarini ham aniqlashga imkon beradi. Masalan, Kitt-Pik (AQSh) observatoriyasi spektromagnitogrammalarida kulrang fonda N qutbli joylar yorug', S qutbli joylar esa qora holda tasvirlanadi.

2003-yilda Kit-Pik observatoriyasida yangi prinsipga asoslangan (bu to'g'rida yuqorida aytilgan edi) vetorspektromagnitograf (SOLIS) ishga tushirildi. Bu teleskop hozirgi zamonning eng yaxshi spektromagnitografidir. U ikkita spektral chiziq (FeI 630,2 nm va $Ca II$ 854.2 nm) nurida fotosfera va xromosferada magnit maydon kuchlanganligi va kuch chiziqlari yo'nalishini o'lchashga imkon beradi (3.7a-rasm).

3.2.6. Yulduz spektrograflari. Tirqishli spektrograf yordamida olingan spektr yuqori sifatli bo'ladi. Bunday spektrda chiziqlar profilini tekshirish yo'li bilan yulduz atmosferasining fizik holati to'g'risida muhim ma'lumotlar olinadi. Biroq kirish tirqishida nur isrof bo'ladi. Chunki yulduz tasvirining faqat bir qismigagina tegishli nurlar kirish tirqishi orqali spektrograf ichiga kiradi va spektr hosil qiladi. Yuqorida biz kirish tirqishi oldiga silindirik linza qo'yish yo'li bilan yulduz spektrini olish to'g'risida gapirgan edik. Ayrim

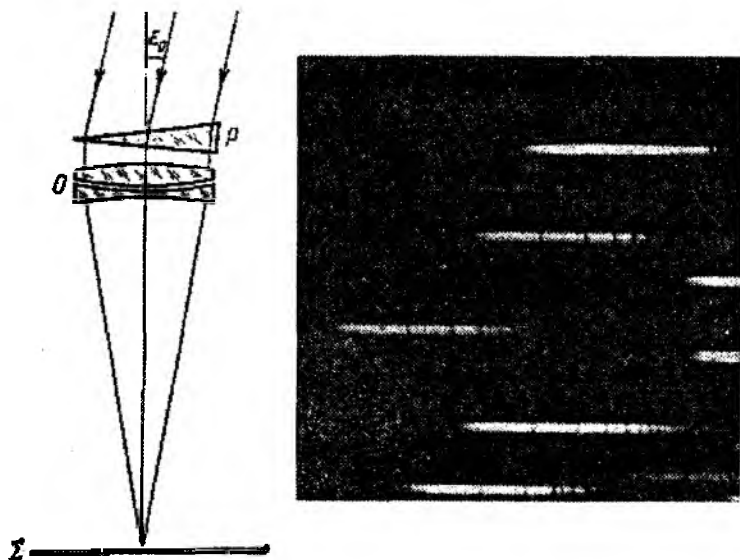


3.7a-rasm. Quyosh vektorspektromagnitografi (SOLIS). Bu teleskop yulduz teleskopi singari parallaktik qurilmaga o'rnatiladi va Quyosh yuzida magnet maydonlar xaritasini chizishda qo'llaniladi.

masalalarni yechishda, masalan, yulduzlarning spektral sinfini aniqlashda, spektr yuqori sifatli bo'lsa ham yarayveradi va kirish tirqishi ishlatmasa ham bo'laveradi, chunki yulduzlardan kelayotgan nur oqimi parallel nurlardan iborat bo'ladi va bu nurlarni to'ppa-to'g'ri prizma tushirsa ham bo'ladi. Buni ikki xil yo'li mavjud:

a). Prizmali kamera. Agar astrograph (yulduzlar osmonini suratga tushiradigan teleskop) obyektivi oldiga uchidagi burchagi kichik

($\alpha < 10^\circ$, 3.8-rasmga qarang) bo'lgan yupqa prizma o'rnatib, yulduz nuri teleskop obyektiviga spektrga yoyilgan holda tushadi. Bunday teleskopning fokal tekisligida yulduzlarning tasviri emas, balki ingichka va uzun rang-barang tasmachalardan iborat spektrlari hosil bo'ladi. Astrograf endi yulduzlar spektrini oladigan asbobga, prizmalı kameraga, aylanadi, ya'ni teleskopning obyektivi spektrografning kamera linzasi bajaradigan ishni bajaradi.



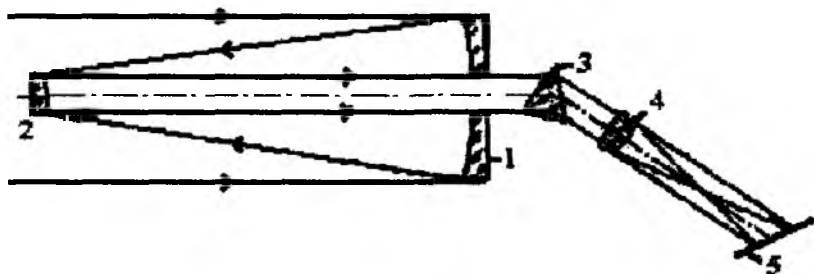
3.8-rasm. Obyektiv oldi prizmalı kamera (chapda) va unda olingan yulduzli osmon tasviri (o'ngda).

Odatda, prizma obyektiv oldiga shunday o'rnatiladiki, uning o'tkir uchi yoki sindiruvchi qirrasi, yulduzlarning sutkaviy harakati yo'nalishiga parallel bo'lishi kerak. Teleskopning fokus masofasi qancha katta bo'lsa prizmaning sindiruvchi burchagi (α) shuncha kichik qilib yasaladi. Prizmalı kamerada yulduz nuri uzun spektr tasmachaga yoyilib tushadi. Shuning uchun fotoplastinkaning yuza birligiga tushayotgan yoritilganlik prizmasiz olinadigan suratga tushayotgandan ancha kam bo'ladi. Agar prizmasiz astrografda t eks-pozitsiya vaqti bilan m -nchi kattalikdagi yulduzning surati olingan

bo'lsa, obyektivi oldiga $\alpha=10^\circ$ li prizma qo'yilgandan keyin $m-6$ nchi kattalikkacha bo'lgan yulduzlar spektrini olish mumkin.

Prizmalı kamera, bir yo'la, ko'plab yulduzlarning spektrini olishga imkon beradi. Bunday spektrlarda dispersiya kichik ($\approx 0,01 \text{ mm}/\text{Å}$) bo'ladi, biroq ularda keng spektral chiziqlar (vodorodning H_α , H_β , H_γ va hokazo) ni ko'rish mumkin. Bunday spektrlar yulduzlarni spektral sinflarga ajratishda qo'llaniladi.

b). Tirqishsiz spektrograf. Fokuslari bir nuqtada bo'lgan biri botiq parabolik ikkinchisi esa, qabariq giperbolik ko'zgulardan iborat optik tizim (Kassegren tizimi) dan yulduz nuri parallel holda chiqadi. Bunday optik tizimning ko'rish maydoni kichik bo'ladi. Agar bunday teleskopdan chiqayotgan parallel nur yo'lga prizma qo'ysak va prizma orqasiga kamera obyektivi o'rnatib, u tirqishsiz spektrografga aylanadi va unda yulduzlarning spektrini olish mumkin.



3.9-rasm. Tirqishsiz yulduz spektrografi.

Optik o'qda yulduz spektrini olishga mo'ljallangan bu teleskop-spektrograf yulduzlarni alohida-alohida spektrini olishga imkon beradi. Tirqishsiz spektrograflarda difraksiyon panjara ishlatiladiganlari ham mavjud.

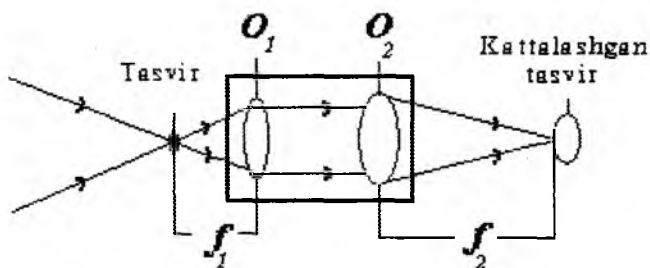
3.3. Kameralar

Osmon yoritqichlarini suratga tushiradigan, osmon yoritqichi nurlanishini o'lchashdan oldin unga ishlov beradigan asbob kamera deb ataladi. Kamera teleskopning okulyar qismiga, okulyar o'rniga

osiladi. Yuqorida biz prizmalı kamera, Shmidt kamerasi va astrograf misolida teleskopning o'zi ham bunday vazifani bajarishi mumkinligini ko'rgan edik. Bunda teleskopning fokal tekisligiga fotoplastinka yoki fotoplyonka solingan kasseta o'rnatiladi. Kassetani obyektivga qaragan tomonida qopqog'i bo'ladi. Teleskop osmonning suratga tushirilishi kerak bo'lgan qismiga qaratilgandan keyin soat mexanizmi ulanadi va shundan keyin kassetaning qopqog'i tortib olinadi va suratga tushirish boshlanadi. Tungi osmon yoritqichlarining ko'pchiligi xira bo'lgani uchun ekspozitsiya vaqti bir necha minutdan bir necha soatgacha davom etishi mumkin.

Bunday teleskopik kameralarda tasvir masshtabi o'zgarmas va obyektivning fokus masofasiga bog'liq. Teleskop kamerada olingan yulduzlar osmoni surati, u negativ deb ataladi, yoritqichlarning koordinatalarini o'lchashda qo'llaniladi. Biroq astrofizik tekshirishlarda tasvir masshtabini kattalashtirish yoki kichiklashtirish, yana boshqa hollarda esa, tasvir yorug'ligini kuchaytirish, kontrastini oshirish yoki bir rangdan boshqa rangga almashtirish talab qilinadi. Shuning uchun teleskopning okulyar qismiga maxsus optik va elektrooptik qurilmalar osishga to'g'ri keladi.

3.3.1. Kattalashtiruvchi va kichraytiruvchi kameralar. Sirti ko'rinadigan osmon yoritqichi (bu odatda, Oy, sayyoralar, tumanliklar bo'ladi) tasvirini kattalashtirish yoki kichraytirish uchun qo'shimcha optik sirtlar kiritish zarur. Teleskopning fokal tekisligida yig'ilgan nurlar fokal tekislikdan o'tgach sochila boshlaydilar. Agar sochilayotgan nurlar yo'lga qo'yilgan okulyar fokal tekislikdan, okulyarning fokus masofasidan ikki martadan oshmaydigan masofagacha uzoqlashtirilsa, undan ma'lum uzoqlikda kattalashgan tasvir



3.10-rasm. Osmon yoritqichi tasvirni kattalashtiruvchi kamera sxemasi.

hosil bo'ladi. Bunday tizim, masalan, Quyosh tasvirini ekranga tushirib kuzatishda qo'llaniladi.

Agar teleskopning chiqish teshigiga okulyar bilan birgalikda yana bitta linza kiritsak, boshqa kamera hosil bo'ladi. $O_1 - f_1$ fokus masofadagi okulyar, $O_2 - f_2$ masofadagi ikkinchi linza bo'lsin. Okulyardan chiqqan parallel nur dastasidan ikkinchi linza o'zining Σ_2 fokal tekisligida yangi tasvir xosil qiladi. Bu tasvir teleskopning fokal tekisligi (Σ) dagi tasvirdan katta yoki kichik bo'lishi mumkin.

$$F' = \frac{f_2}{f_1} F. \quad (3.9)$$

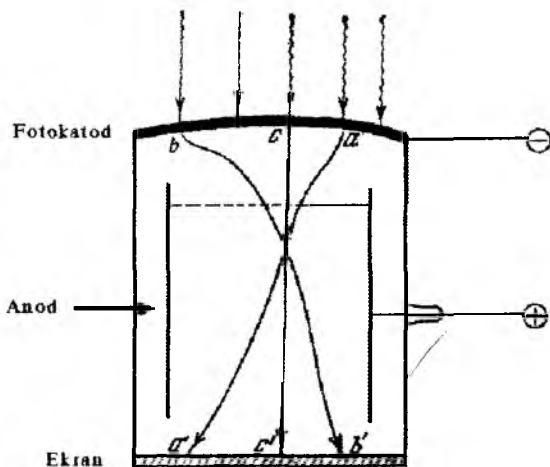
Agar $f_2/f_1 > 1$, bo'lsa kamera kattalashtiruvchi bo'ladi va aksincha, $f_2/f_1 < 1$ bo'lsa kichraytiruvchi bo'ladi. Bunday kameraning fokal tekisligiga obyektivi olib qo'yilgan foto yoki kino apparatni yoki boshqa nurlanish priyomnigini o'rnatish mumkin.

3.3.2. Fotometrilar. Teleskopga osiladigan asboblardan yana biri bu yulduz fotometridir. U osmon yoritqichidan kelayotgan nurlanish oqimini o'lchashda qo'llaniladi. Fotometr teleskopning okulyar qismiga, okulyar o'rniga shunday o'rnatiladiki, uning nurlanishni sezuvchi qatlamiga bitta yulduzdan kelayotgan va obyektiv tomonidan yig'ilgan oqim to'la tushsin. Ko'pchilik yulduz fotometrlari nisbiy fotometrik o'lchashga asoslangan va yorug'ligi o'lchanishi kerak bo'lgan yulduzdan kelayotgan va obyektivda yig'ilgan nurlanish oqimi yorug'ligi ma'lum bo'lgan boshqa biror yulduz yoki sun'iy manba bilan solishtirib o'lchanadi.

Fotometrlarda har xil nurlanish priyomniklari qo'llaniladi va ularga ko'ra fotometrlar bir necha turlarga bo'linadilar: vizual fotometr, yulduz elektrofotometri, foton sanoqchi va b. Fotometrlarga keyingi boblarda qaytamiz.

3.3.3. Elektron optik almashtirgich. Bu asbob bir spektral diapazondagi (masalan, infraqizil) tasvirni optik, ya'ni yorug'lik, diapazoniga o'tkazish va keyin qayd qilish yoki o'lchash maqsadida qo'llaniladi. U tashqi fotoeffekt hodisasiga asoslangan (bu mavzuga keyinroq qaytamiz). Havosi so'rib olingan shisha balonning bir tomoniga fotokatod, ikkinchi tomoniga esa elektronlar ta'sirida shu'lalanadigan ekran qo'yiladi va ular orasiga anod shunday o'rnatiladiki, katodning birorta nuqtasidan chiqqan elektron ekranining faqat ma'lum nuqtasiga tushadi. Katod yuzidagi infraqizil tas-

vir ekranda yorug'lik nuridagi tasvirni beradi. Bu tasvir O linza yordamida fotoplastinkaga tushirilib suratga olinishi mumkin. Bunday elektrooptik almashtirgich (EOA) tasvirni yorug'lashtirishga ham imkon beradi.



3.11-rasm. Elektron optik almashtirgichning sxemasi.

3.3.4. Elektron kamera. Bu asbob EOA ga o'xshash prinsipga asoslangan. Katoddan ajralib chiqqan elektronlar shul'alanuvchi ekranga emas, balki to'ppa-to'g'ri fotoplastinkaga tushadi. Fotoplastinka atom yadrosini tekshirishlarda qo'llaniladigan yorug'lik sezgirligi past, biroq elektron zarbalarga sezgirligi yuqori bo'lgan fotoemulsiyaga ega bo'ladi. Bunday kameralar, ularsiz olinadigan natijalarga nisbatan o'nlab marta ko'p foyda beradi. Shunday kamera yordamida 1,5 m li AZT-22 teleskopda 26^m -kattalikdagi yulduzlar suratga olindi.

3.3.5. Televizion kamera. Televizion kamera ham EOA singari teleskopik tasvirni yorug'lashtirish va kontrastini oshirish maqsadida qo'llaniladi. Kuchaytirish jarayoni tasvirga oluvchi kamerada va televizion tizimda signallarga ishlov berishda amalga oshiriladi. Televizion kamera kosmik apparatlarda keng qo'llaniladi. Teleskopning okulyar qismiga o'rnatilgan telemetrik tizim (nur trubkasi) yoritqich yoki yulduzlar osmoni tasvirini yozib oladi va uni radiosignallar orqali

Yerga jo'natadi. Kosmik manbalar qo'zg'almas bo'lgani uchun, nurni yig'ish yo'li bilan ular tasvirini hosil qilish va kuchaytirish mumkin.

Hozirgi zamon televizion kameralarida nur trubka o'rini CCD (zaryadiy bog'lanishga asoslangan detektor, ZBAD) matritsalar egalamoqda. Bunday kameralar fotoplastinka singari qisqa t ekspozitsiya vaqti davomida nurni yig'ish va elektron tasvir hosil qilish xususiyatiga ega va CCD ning bu xususiyati astronomiyada katta samara bermoqda.

Savollar

1) Spektrograflar teleskopga qanday o'rnatiladi va qanday ishni bajaradi?

2) Prizmali spektrograf qanday elementlardan tashkil topgan va ularning vazifasi?

3) Prizmali spektrografning nuqsonlari va effektiv ishlash sharoiti qanday?

4) Difraksion panjarali spektrograf qanday kamchilikka ega va u hozirgi zamon spektrograflarida qanday yo'l bilan kamaytiriladi?

5) Spektrografni dispersiyasi va ajrata olish kuchi nima va qanday aniqlanadi?

6) Spektrogeliograf qanday asbob va unda qanday kuzatishlar bajariladi?

7) Spektromagnitograf nima va uning yordamida qanday natijalar olinadi?

8) Fotometrlar teleskopga qanday o'rnatiladi?

9) Kameralar teleskopda qanday vazifani bajaradi?

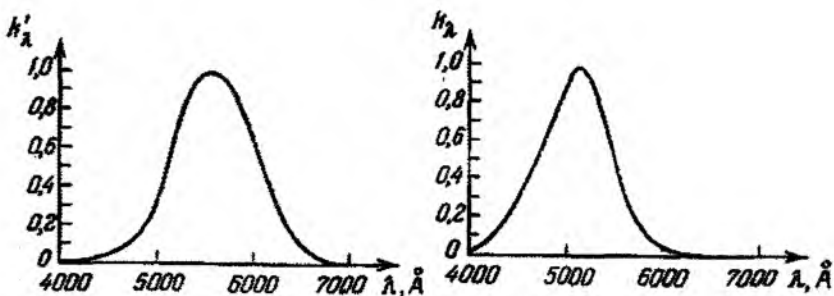
IV BOB. NURLANISH PRIYOMNIKLARI

Nur sezuvchi qatlamiga tushgan nurlanish miqdorini qayd qiluvchi asboblarni **nurlanish priyomnigi** deb ataladi. Bunday priyomniklar yoritqichlarning yorug'ligini o'lchashda qo'llaniladi. Priyomnikka tushgan va unda yutilgan nurlanish kvanti unda turli xil ximik va fizik jarayonlarni hosil qiladi va ularning intensivligi (jadalligi, kuchi) tushayotgan kvantlar oqimining quvvatiga bog'liq bo'ladi. Priyomnikda oqim quvvati miqdoriga proporsional taassurot (tasvir, elektr yurituvchi kuch va hokazo) hosil bo'ladi. Bu proporsional bog'lanish nurlanish quvvati ma'lum bo'lgan yoritqichlarni tekshirishdan tajriba yo'li bilan topiladi va undan foydalanib, yorug'ligini o'lchash kerak bo'lgan yoritqich nurlanishining intensivligi va quvvati aniqlanadi. Bunday o'lchashlar astrofizik tekshirishlarning asosini tashkil etadi. Astrofizik tekshirish usullariga o'tishdan oldin nurlanish priyomniklarining ishlash prinsipi va asosiy ko'rsatkichlari bilan tanishib chiqamiz.

4.1. Nurlanish priyomniklarining asosiy ko'rsatkichlari

O'lchash va qayd qilish prinsipiga ko'ra, nurlanish priyomniklari (nurlanishni qayd qiluvchi) to'rt turga bo'linadi: fotografik, fotoelektrik, issiqlik va radionurlanish priyomniklari. Nurlanish priyomniklari bir-biridan sezish xususiyatlari (spektral sezgirliги, o'tkazish sohasi, sezish chegarasi yoki kvant chiqish soni) bilan farq qiladi.

4.1.1. Nurlanish priyomnigining spektral sezgirliги. Priyomnikning nur sezish qatlamida ro'y berayotgan fizik va ximik jarayonlarning intensivligi unga tushayotgan kvantlar oqimining quvvatiga bog'liq. Har bir turdagi priyomnik o'ziga xos, ma'lum energiyadan yuqori energiyaga ega bo'lgan kvantlarni seza oladi. Bu energiyalar oralig'i ichidagi kvantlarning ayrimlari maksimal taassurot hosil qilsa, undan ko'p va kam energiyalilari, maksimal taassurot hosil qiladigan energiyadan uni ayirmasiga mos ravishda kamayib boradigan taassurot beradi.



4.1-rasm. Odam ko‘zining spektral sezgirligi grafiklari:
chapda – kunduzgi, o‘ngda – tungi.

Masalan, odam ko‘zi yashil nurlarga eng sezgir va kunduz kuni sezgirlik maksimumi $\lambda_{max} = 555 \text{ nm}$ ga, kechasi esa u $\lambda = 510 \text{ nm}$ ga to‘g‘ri keladi. Bu maksimumlardan ikkala tomonga, ya‘ni uzun to‘lqinli qizil va qisqa to‘lqinli binafsha nurlar tomon sezgirlik pasayib boradi. Odam ko‘zi binafsha ($\lambda < 0,4 \text{ mkm}$) va to‘q qizil ($\lambda > 0,7 \text{ mkm}$) nurlarni sezmaydi. Boshqa nurlanish priyomniklari ham ko‘z singari ma‘lum $h\nu_0$ energiyali kvantlarga eng (maksimal) sezgir va undan kam va ko‘p energiyali kvantlarga sezgirligi maksimumdan uzoqlashgan sari kamayib boradi. Bunday priyomniklar **selektiv**, ya‘ni kvant tanlab sezuvchi, **priyomnik** deb ataladi. Issiqlik priyomniklari barcha energiyali kvantlarni seza oladi va ular **noselektiv priyomnik** (kvant tanlamaydigan) deb ataladi.

4.1.2. Priyomnikning o‘tkazish sohasi. Ayrim priyomniklarning spektral sezgirlik sohasi tor bo‘lsa, boshqalariniki keng bo‘ladi. Bu sohada sezgirlik bir necha ekstremumga ega bo‘lishi, biroq, ularning balandligi bir xil bo‘lmasligi mumkin. Ayrim astrofizik kuzatishlarda osmon yoritqichining to‘la energiyasini o‘lchash kerak bo‘lsa, boshqalarida ma‘lum spektral oraliqda sochilayotgan energiyani o‘lchash talab etiladi. Bunday hollarda priyomnikning nurlanish qabul qiluvchi qismi oldiga, yoritqich nuri yo‘liga maxsus nur saralagich (filtr) o‘rnatiladi. Nur saralagich (yorug‘lik filtri) priyomnikning sezgirlik ekstremumlaridan birini yoki ma‘lum tanlangan spektral sohani ajratishga va bu sohada o‘lchashlar olib borishga imkon beradi. Nurlanish priyomnigi va uning oldiga qo‘yilgan nur saralagich birgalikda ma‘lum spektral sohani ajratadi va bu priyomnikning o‘tkazish

sohasi bo'ladi. Odatda, o'tkazish sohasining kengligi $\Delta\lambda < 100 \text{ nm}$ bo'ladi (radiodiapozonda yuzlab kilogersdan bir necha megagers-gacha). Priyomnikning o'tkazish sohasining maksimumiga to'g'ri keladigan to'liq uzunlik (chastota) va sohaning kengligi priyomnikning asosiy ko'rsatkichlari hisoblanadi.

4.1.3. Nurlanish priyomnigining kvant chiqish soni yoki sezish chegarasi. Priyomnik sezishi uchun yetarli bo'lgan eng kam nurlanish oqimi uning sezish chegarasini belgilaydi. Bu oqim energiyasini priyomnikning o'tkazish sohasi markaziga to'g'ri keladigan kvantlar energiyasiga bo'lsak, priyomnikka tushgan kvantlarning qanchasi sezgi (signal) hosil qilishda ishtirok etganini topamiz. Priyomnikka tushayotgan kvantlarning hammasi ham taassurot (signal) hosil qilishda ishtirok etmaydi, demak, ularning bir qismigina qayd qilinadi. Qayd qilingan kvantlar sonini priyomnikka tushgan kvantlarning umumiy soniga nisbati priyomnikning **kvant chiqish soni** deb ataladi. Masalan, u elektrofotometrda ajralgan fotoelektronlar sonini unga tushayotgan, ma'lum energiyaga ega, kvantlar soniga nisbatiga teng. Kvant chiqish soni foizlarda beriladi va priyomnikning foydali ish koeffitsiyentini belgilaydi. Masalan, odam ko'zining kvant chiqish soni 10%, fotoplastikaniki 0,1%, fotoeffektga asoslangan priyomniklarda 10-50% gacha bo'ladi.

4.1.4. Nurlanish priyomnigining kontrast sezgirligi. Ikkita yoritgich yorug'liklari farqining priyomnik seza oladigan minimal qiymati priyomnikning kontrast sezgirligini belgilaydi. Agar $\Delta E = E_2 - E_1$ priyomnik qayd qilayotgan yoritilganliklarning farqi bo'lsa, u holda, unga mos keladigan taassurot $\Delta S = c \Delta E / E$. Bu yerda c -konstanta, $E = (E_1 + E_2) / 2$ va priyomnikning kontrast sezgirligi $\gamma = \Delta E / E = \Delta S / c$. Bu yerda γ nisbiy miqdor bo'lib u yoritilganlik (E) ka teskari proporsionaldir. Yoritilganlik ortishi bilan γ kamayib boradi. Masalan, odam ko'zi tungi osmonda (ravshanligi 10^{-8} stilb) yorug'ligi $7^m - 8^m$ yulduziy kattalikdagi yulduzlarni ko'ra olsa, kunduzgi osmonda (ravshanligi 0,3 stilb) faqat Venerani (yorug'ligi $-4,5^m$) ko'ra oladi, xolos. Ya'ni, tungi osmonda ko'zning kontrast sezgirligi 100% bo'lsa kunduzgi osmonda 1-2% tashkil etadi, xolos.

4.1.5. Kvant yig'ish xususiyati. Priyomniklar taassurot hosil qilish xususiyati bo'yicha ikkiga bo'linadilar: oniy ta'sirga asoslangan va taassurotni yig'ish xususiyatiga ega bo'lgan priyomniklar. Odam ko'zi va fotoeffektga asoslangan priyomniklar oniy ta'sirga asoslan-

gan. Ularga nurlanish tushgandayoq taassurot hosil bo'lsa bo'lgani, agar hosil bo'lmasa, priyomnikni qancha uzoq yoritmaylik u nurni sezmaydi. Ikkinchi turdagi priyomniklarga fotoplastinka, issiqlik priyomniklari va CCD detektorlar misol bo'la oladi. Bu priyomniklar tushayotgan kvantlar ta'sirida hosil bo'lgan taassurotni yig'ish xususiyatiga ega. Quyida nurlanish priyomniklarining ishlash prinsiplari bilan tanishib chiqamiz.

4.2. *Fotografik plastinka (plyonka)*

Fotografik plastinka (plyonka) tekis shisha yoki seluloid plyonka bo'lib, uning bir tomoniga maxsus tayyorlangan yupqa (50 *mkm*) nur sezuvchi qatlam, fotoemulsiya, ikkinchi tomoniga maxsus (shisha yoki seluloid asosda nurni sochilishini kamaytiruvchi) bo'yoq, surilgan bo'ladi. Fotoemulsiya kumush atomlarini goloid (*Br*, *I*) atomlari bilan birikmalari qo'shilgan jelatinadan (shilimshiq) iborat bo'lib, u shisha yoki plyonka asosga qorong'ida suriladi va quritilib qora qog'ozga o'rab qo'yiladi. Chunki, bunday fotoplastinka endi yorug'likni sezadi va uning ta'sirida «kuyadi», qorayadi. Yorug'lik ta'sirida fotoemulsiya qatlamda ma'lum ximik jarayonlar kechadi va yashirin tasvir hosil bo'ladi. Bu tasvirni ochish uchun fotoplastinka maxsus suyuqlikka, «ochuvchi»ga, solinadi. Suratga tushirish bir necha bosqichdan iborat. Shular bilan qisqacha tanishib chiqamiz.

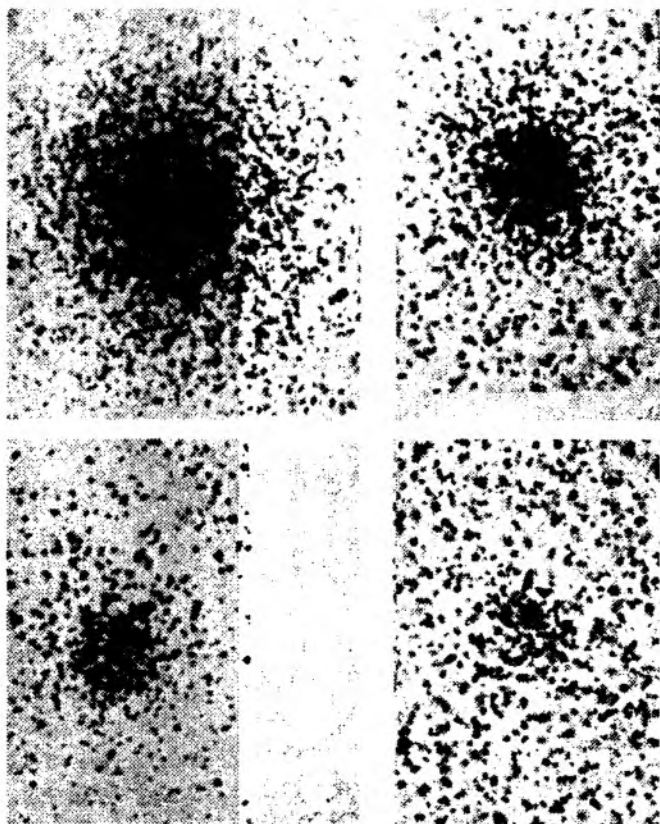
4.2.1. Fotografik tasvir olish. Qorong'i xonada fotoplastinka (plyonka) fotografik kameraning kassetasi ichiga joylashtiriladi. Kasseta solingan kamera teleskopga o'rnatilgach, teleskop osmonga, uning tasviri olinishi kerak bo'lgan tomoniga yo'naltiriladi va soat mexanizmi ishga tushirilib yuboriladi. Shundan keyin kassetaning obyektivga qaragan tomonidagi qopqog'i ma'lum muddatga (ekspozitsiya vaqti) yon tomonga chiqarib qo'yiladi, ya'ni yulduzlar osmoni tasviri plastinkaning nur sezuvchi emulsiya surilgan sirtiga tushadi, ekspozitsiya beriladi. Bu vaqt davomida fotoplastinkaning emulsiya qatlamida yulduzlar osmonining yashirin tasviri hosil bo'ladi. Ekspozitsiya vaqti tugagach kasseta qopqog'i ichkariga kiritiladi, ya'ni fotoplastinka bekitiladi. Yashirin tasvirni ochish uchun surat tushirilgan fotoplastinka qorong'i xonada ochuvchi eritmaga solinadi. Ochuvchida plastinkaning yulduzlar tasviri tushgan joylari qorayadi. Qorayish darajasi nur sezuvchi qatlamda yulduz hosil qilgan

yoritilganlikka va ekspozitsiya vaqtiga bog'liq. Yulduz qancha yorug' bo'lsa, uning tasviri shuncha qora bo'lib chiqadi. Fotoplastinkaning yorug'lik tushmagan joylarida emulsiya o'zgarishsiz (vualni (plastinkani o'z-o'zidan qorayishi) hisoblamaganda) qoladi va sezgirligini yo'qotmaydi. Shuning uchun fotoplastinka ochuvchida 2-10 minut turgach, undan chiqarib olinadi va qorong'uda ikki minut davomida oqar suvda yuviladi va shundan keyin tasvirni saqllovchi, fiksaj deb ataladigan eritmaga tushiriladi. Bu eritmada tasvir hosil qilishda ishtirok etmagan kumushbrom molekullari eriydi va eritma (fiksaj) ga o'tadi va kumush sulfidi hosil bo'ladi. Fiksajdan keyin negativ (endi plastinka shunday deb ataldi) 20 minut davomida oqar suvda yuviladi va quritiladi. Fotoplastinkani fiksajdan keyin yorug'likka chiqarish mumkin, endi unga, ya'ni negativga, yorug'lik ta'sir etmaydi. Negativda nur tushgan joylar qora, ya'ni tasvir hosil bo'lgan, tushmagan joylar esa tiniq bo'ladi (vualni hisoblamaganda).

4.2.2. Fotoemulsiyaning yorug'lik sezish tabiati va sezgirlik chegarasi. Fotoemulsiya jelatinaga botirilgan galloid kumushining (*AgBr*) mayda (bir necha mkm kattalikdagi) kristallaridan iborat bo'ladi. Emulsiya yuqori sezgirlikka ega bo'lishi uchun uning sirtida kumush atomi to'dalari bo'lishi kerak va ular sezgirlik markazlarini tashkil etadi. Fotoemulsiyaga tushgan yorug'lik kvantlar ta'sirida brom atomlarining tashqi elektronlari kristalik panjara bo'ylab harakat qilib sezgirlik markazlariga yig'iladilar va sezgirlik markazi yana ham kattalashadi. Ekspozitsiya berilgan fotoplastinka ochuvchi eritmaga tushirilganda bu markaz tasvir doni darajasigacha yetadi. Ochuvchi eritma markazdagi kristalik kumush bromni metallik kumushga, ya'ni nur sezmaydigan qora donga aylantiradi. Shuning uchun negativ va undagi yulduz tasviri donador ko'rinishga (4.2-rasm) ega bo'ladi. Tasvir donalarining kattaligi bir necha mkm dan (sezgirligi past fotoplastinkalarda) 20 mkm gacha (sezgirligi yuqori fotoplastinkalarda) yetadi. Yulduzning negativdagi surati teleskop hosil qilgan tasvirdan biroz kattaroq bo'ladi. Buning sababi emulsiya va shisha asosda yulduz nurini sochilishidir. Xira yulduzlarning tasviri, odatda, qora donalar to' dasidan iborat bo'ladi, yorug' yulduz tasviri markazida esa donadorlik sezilmaydi. Buning sababi donalar juda zich joylashgan bo'ladi.

Fotoemulsiyada yutilgan har bir yorug'lik kvanti bitta metallik kumush ajratadi. Biroq tasvir hosil qilish uchun bu yetarli emas. Buning uchun sezgirlik markazlaridan bir necha o'ntasi hosil bo'lishi

va ochilishi shart. Fotoemulsiyaga tushayotgan kvantlarning bir qismi undan aks qaytadi va sochiladi, bir qismi esa o'tib ketadi. Shuning uchun bitta tasvir doni hosil bo'lishi uchun energiyasi emulsiyaning sezgirlik maksimumiga to'g'ri keladigan 100 ta kvant tushishi zarur. Astronomik manbalar, odatda, past yoritilganlik hosil qiladi va bitta tasvir doni hosil qilish uchun 1000 ta kvant zarur, ya'ni fotoemulsiyani kvant chiqishi 0,1% ni tashkil etadi. Biroq fotoemulsiya kvantlarni yig'ish xususiyatiga ega. Bir necha minut ekspozitsiya bilan olingan osmon suratlarida ko'zga ko'rinmaydigan yulduzlarning tasviri ham chiqadi.



4.2-rasm. Har xil ekspozitsiya bilan olingan yulduz tasvirlari tushirilgan negativ.

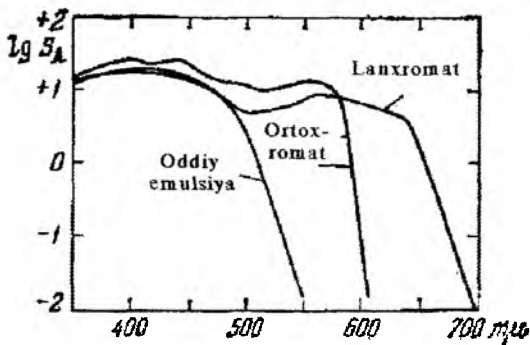
4.2.3. Fotografik tasvirning zichligi. Negativdagi tasvirning qoralik darajasini yoki zichligini undan nur o'tkazish yo'li bilan o'lchash mumkin. Agar tasvirdan o'tgan nurning intensivligi I bo'lsa va unga tushayotgan nurning intensivligi I^0 bo'lsa, ularning nisbati I/I^0 tasvirning qoralik darajasini belgilaydi. Bu nisbatning o'nli logarifmi $D' = \lg(I/I^0)$ fotografik **tasvirning zichligi** deb ataladi. Intensivlikni tasvirda kamayishi tasvirning qora donalarida va emulsiyaga tegishli donalarda nurni yutilishi natijasida ro'y beradi. Shuning uchun tasvirning zichligi

$$D = \lg(I/I_0) = \lg\left(\frac{I}{I^0} \cdot \frac{I^0}{I_0}\right) = D' - D'' \quad (4.1)$$

Bu yerda $D'' = \lg(I_0/I^0)$ – yulduz tasviridan biroz chetroqda emulsiyaning qorayish zichligi. Tasvirning zichligi D yoritilganlik (E) ka va ekspozitsiya vaqti (t) ga bog'liq $D \approx E \cdot t$. Qisqa ekspozitsiya vaqti uchun yoritilganlik va vaqt bir xil kuchga ega, ular bir-birining o'rmini bosa oladi. Ya'ni, yoritilganlik ikki marta kamayganda ekspozitsiya vaqtini ikki marta uzaytirib kerakli zichlikka erishish mumkin. Biroq uzoq muddatli ekspozitsiya vaqti uchun $D \approx E \cdot t^p$, $p < 1$, ya'ni E va t bir xil kuchga ega emas, ular bir-biri o'rmini bosa olmaydilar. Astronomik fotoplastinkalar shunday uzoq ekspozitsiya berishni talab etadi.

4.2.4. Fotoemulsiyaning spektral sezgirligi. Fotoemulsiyaning sezgirligi ma'lum ekspozitsiya vaqtida, unda ma'lum qoralik darajasi yoki zichligi hosil qilish uchun zarur bo'lgan yoritilganlik bilan belgilanadi. Masalan, Germaniyada u DIN larda ifodalanadi va uni aniqlash uchun sezgirligi tekshirilayotgan fotoplastinka ustiga zichligi bir-biridan 1/10 ga farq qiladigan va yonma-yon joylashgan 24 ta kataklardan iborat kulrang niqob o'rnatiladi va u 0,05 sekund davomida standart yorug'lik manbaidan yoritiladi. Fotoemulsiyaga standart sharoitda ishlov berilgandan keyin zichligi $D=0,1$ bo'lgan katak topiladi va uning tartibiy nomeri fotoemulsiyaning sezgirligi sifatida e'lon qilinadi. Masalan, 0,1 zichlikni $N=19$ katak bergan bo'lsa, emulsiyaning sezgirligi 19/10 deb belgilanadi. GOST tizimida 21 katakli niqob qo'llaniladi va $D=0,2$ zichlikka ega katak topiladi va unga tushgan yoritilganlikka teskari qiymat GOST bo'yicha sezgirlikni ko'rsatadi.

Fotoemulsiyaning sezgirligi unga tushayotgan nurning spektral tarkibiga ham bog'liq. Rossiyada qabul qilingan GOST deb ataladi-



4.3-rasm. Har xil fotoplastinkalarning spektral sezgirligining egri chiziqlari.

gan standartga ko'ra $D=0,2$ zichlikka ega tasvir hosil qilish uchun zarur bo'lgan monoxromatik yoritilganlikka (E_{λ}) teskari miqdor fotoemulsiyaning shu to'qlinda sezgirligini (S_{λ}) belgilaydi, ya'ni

$$S_{\lambda} = \frac{1}{E_{\lambda}}. \quad (4.2)$$

Oddiy fotoemulsiyaning sezgirlik maksimumida ($\lambda=430 \text{ nm}$) $D=0,2$ zichlik hosil qilish uchun yetarli yoritilganlik $E_{\lambda}=0,02 \text{ erg/sm}^2$ va bu fotoemulsiyani sezgirligi $S_{\lambda}=50 \text{ sm}^2/\text{erg}$.

To'liq uzunligi $\lambda \geq 5500 \text{ \AA}$ bo'lgan nurlanishni brom-kumush yutmaydi, bu kvantlarning energiyasi brom-kumushga ta'sir etish uchun yetarli emas. Ultrabinafsha diapazonda ($\lambda < 190 \text{ nm}$) bu emulsiya o'z sezgirligini butunlay yo'qotadi. Buning sababi, qisqa to'liqlarni jelatinada yutilishi bilan bog'liq. Rentgen nurlarda oddiy (jelatinaga aralashtirilgan brom-kumushga asoslangan) emulsiyaning sezgirligi tiklanadi.

Agar shisha asosga surishdan oldin, oddiy emulsiyaga biroz miqdorda korralin nomli bo'yoq modda qo'shilsa, bunday emulsiya sariq nurlarni ham sezadi. Sianin aralashtirilgan oddiy emulsiya zarg'aldoq va qizil nurlarni ham sezadigan bo'ladi. Keyinchalik ko'plab bo'yoq moddalar kashf etildi va ularni fotoemulsiyaga aralashtirish yo'li bilan uning spektral sezgirligi infraqizil nurlargacha yetqazildi.

Sariq nurlarga ham sezgirlashtirilgan emulsiya **ortoxrom**, qizil nurlarni ham sezadiganlari esa **panxrom**, infraqizil nurlarga ham sez-

girlashtirilganlar esa **izopanxrom** deb ataladi. Fotoqog'ozga oddiy, sezgirlashtirilmagan emulsiya surilgan, uni qizil chiroqda ishlash, ya'ni ochish mumkin. Fotoqog'ozni qizil chiroqda negativni kattalashtiradigan asbob tagiga qo'yish va ekspozitsiya bergandan keyin uni ochuvchi eritmaga tushirish va tasvirni chiqishini nazorat qilib borish mumkin.

Maishiy xizmatda (ishqiboz suratkashlikda ham) ishlatiladigan fotoplyonka panxromatik plyonkadir. Ilmiy ishlarda maxsus fotoplastinkalar, masalan, nemischa WU, WO, WP, ZU, ZP tipidagi yoki amerikancha Kodak 103a-O, 103a-F, 103a-D va boshqalar ishlatiladi. Bu fotoemulsiyalarning sezgirligi 50-200 birlikkacha bo'lib, bunda $D=0,1$ zichlik hosil qilish uchun sezgirlik maksimumida $E=0,02-0,005 \text{ erg/sm}^2$ energetik yoritilganlik talab qilinadi.

Yuqori sezgirlikka ega fotoplastinkalar yirik (20 *mkm*) donadorlikka (4.2-rasm) va past kontrast sezgirlikka ($\gamma=1$) va ajrataolish qobiliyat ($R=70 \text{ sht/mm}$) ga ega va aksincha, past sezgirlikka ega fotoplastinkalar mayda (5 *mkm*) donadorlikka, yuqori kontrast sezgirlikka ($\gamma=3-5$) va ajrata olish kuchga ($R=300 \text{ sht/mm}$) ga ega bo'ladi.

Astronomik kuzatishlarda qo'llaniladigan fotoplastinkalarni sezgirligini oshirish yo'llari ishlab chiqilgan. Shulardan biri suratga tushirishdan oldin fotoplastinkani qizdirishga asoslangan. Ikkinchisi, uni azot bug'ida "cho'miltirish" dan iborat. Masalan, Maunt Vilson observatoriyasining 2,5 *m* li teleskopida, azot bug'ida saqlangan 103a-J markali Kodak fotoplastinkada bir soat ekspozitsiya bilan 22,7^m (bu shu teleskopning fotografik effektivlik chegarasi) gacha yulduziy kattalikkdagi yulduzlar suratga olingan. Shu teleskopda, shunday ekspozitsiya bilan azotda saqlanmagan 103a-J markali Kodak fotoplastinkada 21,7^m kattalikkacha yulduzlar tasviri olinar edi. Demak, azotda saqlangan fotoemulsiya teleskopning fotografik kuchini bir yulduziy kattaligiga ko'tardi. Bu fotografik osmonda yulduzlar sonini yana bir mln taga oshirdi demakdir.

4.2.5. Fotoplastinkaning o'tkazish polosasi. Fotoplastinka yetarli darajada keng (ayniqsa, izopanxrom) spektral sezish sohasiga ega. Biroq bu keng sohaning barcha qismida sezgirlik bir xil emas (4.3-rasm). Har bir fotoplastinkani sezgirlik maksimumida yoki maksimumlaridan birida ishlatish maqsadga muvofiqdir. Bu ish rangli optik shisha nur saralagich yordamida amalga oshiriladi. Masalan, panxrom plastinkaga osmon yoritqichi qizil rangda rasmga tushirila-

di. Buning uchun fotoplastinka oldiga, iloji boricha uzoqroqda, KC-15 nur saralagich qo'yiladi. Shunda, fotoplastinkamizning o'tkazish polosasi 50 nm bo'ladi.

4.2.6. Fotoemulsiyani kvant chiqish soni. Tekshirishlarni ko'rsatishicha, kumush-brom (AgBr) surilgan fotoplastinkada AgBr ning sezgirligi maksimumida yutilgan 100 ta kvant bitta negativ donasi (4.2-rasm) hosil qiladi. Bitta negativ donasi hali tasvir emas, negativda tasvir ko'rinishi uchun bunday donalardan o'nta hosil bo'lishi kerak (4.2-rasm). Shunday qilib AgBr fotoemulsiyaning sezgirligi maksimumida yulduz tasviri hosil bo'lishi uchun AgBr surilgan fotoplastinkada yulduzdan kelayotgan 1000 kvant yutilishi kerak. Demak, fotoplastinkaning kvant chiqishi yoki sezgirligi chegarasi 0,1 % ga teng.

4.2.7. Fotografik usulning afzalliklari. Yulduzlar osmonining fotoplastinkaga tushirilgan suratlari qator qadriyat (afzallik) larga ega:

1). Fototasvir hujjat xususiyatiga ega, uni qayta-qayta tekshirish mumkin. Asronomik observatoriyalarda o'nlab yillar davomida yig'ilgan yulduzlar osmoni suratlari, negativlar, to'planganki, ular bebaho boylik hisoblanadi. Yulduzlar orasida yillar mobaynida yorug'ligini asta-sekin o'zgartiradiganlari bor, ularni o'rganishda bunday negativlar juda muhim o'rin egallaydi. Yulduzlarning xususiy harakatini o'rganishda olinish vaqti bo'yicha bir-biridan o'nlab yillar farq qiladigan ikkita negativda yulduzlarning koordinatalari o'lchanadi va o'lchash natijalariga asosanib yulduzlarning xususiy harakat yo'nalishi va miqdori aniqlanadi.

2). Negativlar ulkan axborot manbai hamdir, unda yuzlab, minglab yulduzlarning tasviri bo'ladi, Negativda ko'rinadigan eng xira yulduzning yulduziy kattaligi fotoemulsiyaning sezgirligi bilan bir qatorda teleskopning optik kuchiga va ekspozitsiya vaqtiga ham bog'liq bo'ladi. O'rtacha sezgirlikdagi fotoplastinkada tasviri chiqqan eng xira yulduzning yulduziy kattaligi (2.5) formula bilan hisoblanadi va u teleskop obyektivining diametri kvadratiga va ekspozitsiya vaqtining birinchi darajasiga proporsional bo'ladi. Teleskop obyektivining diametri mm larda, t-ekspozitsiya vaqti esa minutlarda beriladi. Biroq ekspozitsiya vaqtini juda katta qilib bo'lmaydi, aks holda osmon sahni yorug'ligi ta'sirida fotoplastinka kuya boshlaydi. Teleskop to'la quvvat bilan ishlashi va osmon sahni tiniq chiqadigan negativ olish uchun kerak bo'lgan maksimal ekspozitsiya vaqtini (2.6) for-

mula yordamida topish mumkin. Masalan, $A = F/D = 1:1$ bo'lganda $t_{max} = 4 \text{ min}$. Obyektivi diametri $D = 100 \text{ sm}$ bo'lgan Richi-Kreten teleskopida $t = 100 \text{ min}$. ekspozitsiya bilan $m = 18,3^m$ gacha yorug'likdagi yulduzlarni suratga olish mumkin. Bunday negativlarda minglab yulduzni ko'rish mumkin.

3). Negativlarda osmonning keng sohasining surati chiqadi. Masalan, Kitob observatoriyasidagi qo'sh quvurli astrograf (2.7-rasm) osmonning $5 \times 5 = 25$ gradus kvadrat yuzasini suratga oladi. Bunday negativlarda keng soha tasvirlanadi va unda yangi yoritqichlarni topish oson.

4). Fotosuratlar oniy tasvirlar bo'lib, ularda tez o'zgaruvchan jarayonlarni suratga olish mumkin.

Bu afzalliklariga qaramasdan, fotoplastinka qisqa ekspozitsiya vaqti uchun boshqa priemniklarga qaraganda past sezgirlik, kam kvant chiqish soniga ega. Fotometrik o'lchashlarda u juda ko'p vaqt va mehnat talab qiladi va past aniqlikka, demak, katta xatoga (10%) ega. Bu jihatdan, hozirgi paytda fotografiyani ko'p afzalliklarini o'zida mujassamlantirgan CCD detektor (kamera) lar jadal suratlar bilan fotoplastinka o'rnini egallamoqda.

Savollar

1) Nurlanish priyomniklari nima maqsadda qo'llaniladi va ularning turlari?

2) Priyomniklarning asosiy ko'rsatkichlari: spektral sezgirligi, o'tkazish polosasi, kvant chiqish soni, kontrast sezgirligi?

3) Fotoplastinkaning turlari va xususiyatlari?

4) Negativda tasvirning zichligi va uni yoritilganlik bilan bog'liqligi?

4.3. Tashqi fotoeffektga asoslangan nurlanish priyomniklar

Hozirgi zamon fotoelektrik nurlanish priyomniklari, fotoelementlar, fotoelektron ko'paytgich, elektrooptik almashtirgichlar, tashqi fotoeffekt hodisaga asoslanganlar. Bu hodisa manfiy zaryadlangan plastina intensiv yorug'lik nuri bilan yoritilganda zaryadsizlanishida nomoyon bo'ladi va elektron tabiatga ega. Yorug'lik fotonlari plastinadan elektronlarni urib chiqaradi va plastina zaryadsizlanadi (tashqi fotoeffekt) yoki elektronlar ozod holatga chiqmasdan

elektr tashuvchilar safini ko'paytirishi yoki o'tkazgichning elektrik qutblanishini kuchaytirishi (ichki fotoeffekt) mumkin. Ajralgan elektronlar sonini tushayotgan yorug'lik miqdoriga qat'iy proporsionalligi yorug'lik oqimini o'lchashda fotoeffektning qo'llashga asos bo'ladi.

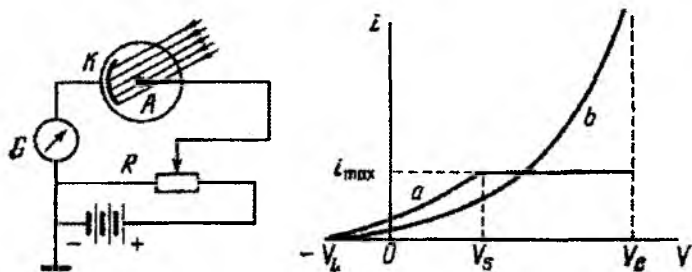
4.3.1. Tashqi fotoeffektga asoslangan priyomniklar. Tashqi fotoeffektning 1905 yilda A. Eynshteyn tushuntirib berdi. Elementar fotoelektrik jarayonda yutilgan kvant energiyasi ($h\nu$) ning bir qismi elektronni plastinadan urib chiqarish uchun chiqish ishi (P) sifatida sarf bo'lsa, qolgan qismi elektronga kinetik energiya ($m_e v^2/2$) sifatida beriladi, ya'ni

$$h\nu = P + \frac{m_e v^2}{2} \quad (4.3)$$

Bu **fotoeffekt** yoki Eynshteyn formulasi deb ataladi. Elektronni metallardan urib chiqarish uchun zarur bo'lgan energiya (fotoeffektida chiqish ishi) $P=h\nu_0$ fotoeffekt bera oladigan eng kichik chastotali ν_0 kvantni belgilaydi. Ya'ni, chastotasi ν_0 bo'lgan barcha kvantlar berilgan metallardan elektron ajrata oldi. Chiqish ishi elektronvohlarda (eV) beriladi va chegaraviy chastota ν_0 ga mos keladigan to'liq uzunligi $\lambda_0 = 1239,8/P \text{ nm}$ dan topiladi. Ishqor metallar *Li*, *Na*, *K*, *Rb*, *Cs* eng kam (2,5 dan 1,8 eV gacha) chiqish ishi bilan xarakterlanadi. Bulardan *Li* uchun chiqarish chegarasi $\lambda_0=490 \text{ nm}$, sezii uchun esa 690 nm ga to'g'ri keladi. Biroq bu chegara yaqinida metallning nur «sezishi» juda past va kvant chiqishi 10^{-8} ga teng va qisqa to'liqlar tomon u tez sur'atlar bilan orta boradi va ultrabinafsha nurlarda 0,1 ga etadi. Litiy (*Li*) uchun sezish maksimumi 280 nm va sezii (*Cs*) uchun — 550 nm ga to'g'ri keladi. Tashqi fotoeffektga asoslangan priyomniklarning nur sezuvchi qatlamida ro'y beradigan jarayonlar bilan tanishib chiqaylik. Tashqi fotoeffektga asoslangan nurlanish priyomniklarining bir necha turi qo'llaniladi, ularning barchasi metall katod sirtiga nurlanish tushganda undan ajralib chiqadigan fotoelektronlar hosil qiladigan elektr tokni o'lchash imkonini beradi.

4.3.2. Fotoelementlar (FE). Fotoelementning nur sezuvchi qatlami **fotoakatod** deb ataladi va u shisha asosga surilgan metall yoki yarimo'tkazgich aralashmadan iborat bo'ladi. Aralashma tarkibiga chiqish ishini kamaytiruvchi moddalar qo'shiladi va fotoakatod inert gaz bilan to'ldirilgan shisha ballon ichiga joylashtiriladi. Fotoakatod galvanometr orqali tok manbai (batareya) ning manfiy qutbiga

ulanadi. Elektr manbaning musbat qutbi esa, qarshilik orqali shisha ballon ichiga joylashtirilgan shar yoki to'rt shakldagi anodga ulanadi. Katod bilan anod orasida fotoelektronlarni yo'naltiruvchi va tezlashtiruvchi elektr maydon hosil qilinadi. Bu maydonning kuchlanganligi bilan zanjirda oqayotgan tok orasida bog'lanish mavjud va u fotoelementning **volt-ampér xarakteristikasi** deb ataladi. Kuchlanishning ma'lum qiymatida tok kuchi maksimal qiymatga yetadi. Biroq inert gaz bilan to'ldirilgan ballonli FE larda tok kuchi chegaralanmagan, biroq, uni juda katta qiymatlargaacha kuchaytish mumkin emas, aks holda ballonda gaz chaqnaydi.



4.4-rasm. FE ni zanjirga ulash sxemasi (chapda) va uning volt-ampér xarakteristikasi (o'ngda): Anod (*A*) va katod (*K*) joylashtirilgan ballon bo'sh (*a*) va gaz bilan to'ldirilganda (*b*), *G* – galvanometr, *R* – qarshilik.

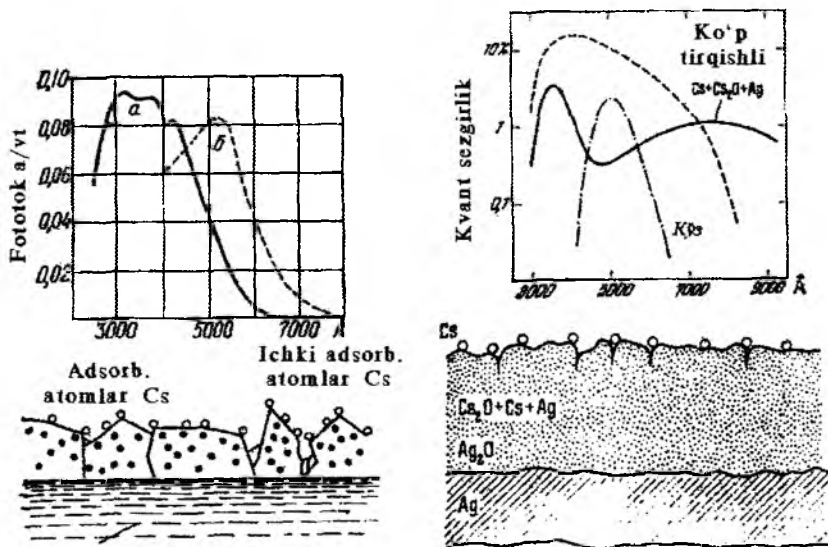
FE kuchlanish ostida bo'lganda, unga nur tushmasa ham zanjirda tok oqa boshlaydi. Bu tok qorong'ulik toki (i_k) deb ataladi. Astrofizik kuzatishlarda qo'llaniladigan FE larda $i_k = 10^{-15} - 10^{-16}$ ampelni tashkil etadi. Ikkita yulduzni FE li fotometr yordamida o'lchangan yulduziy kattaliklari ayirmasi

$$\Delta m = m_2 - m_1 = 2.51 \lg \left(\frac{i_1 - i_k}{i_2 - i_k} \right), \quad (4.4)$$

bu yerda i_1 va i_2 birinchi va ikkinchi yulduz nuri ta'sirida FE hosil bo'lgan tok kuchlari m_1 va m_2 yulduzlarning yulduziy kattaliklari.

4.3.3. Fotokatodlarning turlari va ularning spektral sezgirliigi. Shisha sirtga seziiyli aralashma yotqizilib (surtilgan) yasalgan fotokatoddan elektron ajratish uchun yorug'lik kvantlari energiyasi

yetarli ($1-2 eV$). Shuning uchun astrofizikada seziiy (Cz) brikmalaridan yasalgan fotoelementlar keng qo'llaniladi. Shulardan biri nur sezuvchi qatlami surma-seziy aralashmasidan yasalgan fotokatoddir. U shisha yoki metall asosga yupqa plyonka qatlam sifatida surma-seziy birikmasi surib yasaladi. Bunday fotokatod $\lambda \leq 650 nm$ gacha bo'lgan kvantlarni sezadi va uning sezgirlik maksimumi ultrabinafsha nurlarga ($\lambda_{max} = 350 nm$) to'g'ri keladi. Yaxshi surma-seziy fotoelement $1000 \mu a/lm$ (mikroamper/lyumen) sezgirlikka ega. Obyektivi diametri $D=33 sm$ bo'lgan reflektor 10^m kattalikdagi yulduzdan o'z fokal tekisligida $10^{-11} lm$ nurlanish oqimi hosil qiladi. Bunday oqim yuqoridagi yaxshi surma-seziy fotoelementdan yasalgan fotometrda $10^{-14} amper$ tok kuchi beradi. Bunday tok kuchi kam, uni o'lchash uchun kuchaytirish kerak. Oddiy lampali (tranzistorli) kuchaytirgich 10^6-10^7 marta kuchaytira oladi. Agar yuqoridagi fotometrda oddiy lampali (tranzistorli) kuchaytgich ulansa, (FE anodli lampa to'riga yoki tranzistor bazisiga ulanadi) unda kuchaytirilgan tokni galvanometr yordamida o'lchasa bo'ladi.



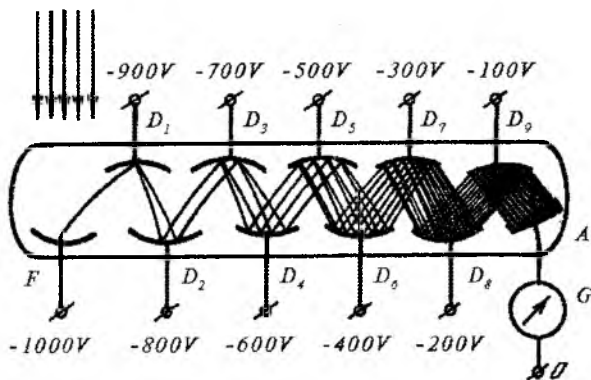
4.5-rasm. Surma-seziy (chapda) va kislorod-seziy (o'ngda) katodlar sirtining tuzilishi (pastda) va ularning spektral sezgirligi (yuqorida).

Spektral sezgirlik diapazonining kengligi bo'yicha kislorod-seziy fotokatodlar alohida o'rin egallaydi. Bunday katodli FE lar 300 nm dan 1200 nm gacha nurlanishni seza oladi. Ular kumush asosga surilgan seziiy oksidi, seziiy va kumush birikmasidan tuzilgan qatlamga ega. Bunday FE larning sezgirliigi, umuman olganda, past. Hozirgi zamonda ko'p ishqorli fotokatodlar ishlab chiqilgan, ularda surma qatlamning sezgirliigi seziiy, natriy, va rubidiy aralashmasini qo'shish natijasida kuchaytirilgan. Bunday FE larning kvant chiqish soni 10% gacha yetadi va spektral sezgirliigi 300 nm dan 800 nm gacha oraliqni o'z ichiga oladi.

FE larning spektral sezgirliigi fotoemulsiyaniki singari aniqlanadi. Masalan, u 1 μa fototok hosil qilish uchun zarur bo'lgan nurlanish oqimi (F_λ) quvvatiga teskari miqdor bilan belgilanadi. Agar FE ga tushayotgan F_λ monoxromatik oqim ta'sirida i fototok hosil bo'layotgan bo'lsa, u holda FE ning spektral sezgirliigi $S_\lambda = i/F_\lambda$. Odatda, fototok mikroamperlarda oqim quvvati esa, mikrovattlarda ifodalangan uchun spektral sezgirlik $\mu a/\mu vt$ larda beriladi.

4.3.4. Fotoelektron ko'paytich (FEK). Fotoelektron ko'paytich ikkilamchi elektron emissiyasi hodisasiga asoslangan. Agar fotokatoddan ajralgan elektronlar elektr maydon yordamida tezlashtirilib boshqa katodga (dinodga yoki emmitterga) tushirilsa, ularning har biri dinoddan bir necha (o'ntagacha) elektron urib chiqarishi mumkin. Dinoddan ajralgan bu elektronlar to'dasi anodga tomon uchadilar, chunki anod bilan dinod orasida yo'naltiruvchi va tezlashtiruvchi elektr maydon mavjud. Bunday bir bosqichli FEK da fototok o'n martagacha kuchayadi. Agar dinoddan ajralgan elektronlar to'dasini tezlatib ikkinchi emmitterga tushirsak va undan ajralgan elektronlar oqimini tezlatib uchinchi emmitterga yo'naltirsak va hokazo, hammasi bo'lib 7 ta yoki 9 ta emitterdan o'tgan kuchli elektronlar oqimi anodga tushirilsa FEK da fototok 10^7 yoki 10^9 marta oshadi. Bunday asbob ko'p bosqichli FEK deb ataladi. Bosqichlar (kaskadlar) orasida elektronlar oqimini o'n martaga kuchaytirish uchun ular orasida potentsiallar ayirmasi 600 volt bo'lishi kerak. Bunda qorong'ilik toki ham kuchayadi va uning kuchayish darajasi potentsiallar ayirmasiga bog'liq.

Potentsiallar ayirmasi qancha yuqori bo'lsa, qorong'ilik toki shuncha ko'p kuchayadi va aksincha. Kaskadlar sonini ko'paytirib, ($n=14$) ular orasidagi potentsiallar ayirmasini 100-120 volt qilib ham foto-



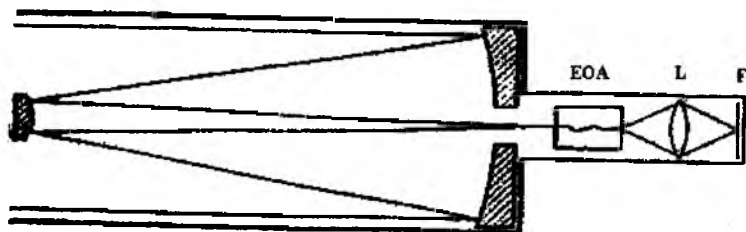
4.6-rasm. To'qqiz bosqichli fotoelektron ko'paytgich.

tokni 10^6 - 10^9 marta kuchaytirish mumkin. Sezgirlik 100 - 1000 a/lm bo'lganda, qorong'ilik toki $i_k=10^{-9}$ a atrofida bo'lsa, yetarli bo'ladi. Yaxshi FEK larda (masalan, Angliyada ishlab chiqarilgan EMI 6685) katodida qorong'ilik toki $i_k=10^{-18}$ a va u 10^9 marta kuchaytirilganda, unga 10^{-9} a tok kuchi to'g'ri keladi. Yuqorida ko'rilgan $D=33$ sm teleskopga o'rnatilgan 10^6 marta kuchaytiruvchi FEK ning chiqishida $m=10^m$ kattalikdagi yulduzdan $i=10^{-8}$ a tok hosil bo'ladi va uni qayd qilish mumkin.

FEK da hosil bo'lgan tok kuchi (i) bilan yoritilganlik (E) orasida chiziqiy bog'lanish mavjud. Bu bog'lanish keng yoritilganliklar diapazonini o'z ichiga oladi. Biroq, juda katta yorug'lik oqimlarida chiziqiy bog'lanish buziladi va FEK «charchaydi», hatto ishdan chiqishi ham mumkin. Shuning uchun FEK da fototokni $1\mu a$ (ayrim nozik hollarda $0,01\mu a$) dan oshirmaslikka harakat qilinadi, ya'ni fotokatodga tushayotgan nurlanish oqimi kamaytiriladi. Qorong'ulik tokini kamaytirish maqsadida FEK past (-50 ÷ -100 C) temperaturagacha sovutiladi. Bunda suyuq azot qo'llash mumkin.

4.3.5. Elektron-optik almashtirgich. Tashqi fotoeffektga asoslangan bu priyomnik ko'zga ko'rinmaydigan infraqizil nurlardagi tasvirni yorug'lik nurlaridagi tasvirga aylantirib beradi. Havosi so'rib olingan shisha ballonning bir tomoniga yarim tiniq fotokatod, ikkinchi tomoniga esa elektronlar ta'sirida shu'lalanadigan ekran (lyumenofor) joylashtiriladi. Katod bilan ekran orasiga maxsus shakl-

dagi anod o'rnatiladi. Anodga berilgan kuchlanish katoddan chiqayotgan elektronlarni tezlashtiradi va fokusirovka (ma'lum yo'nalishda yo'naltiradi) qiladi. Anodning shakli shundayki, katodning biror nuqtasidan chiqqan elektron ekranning faqat ma'lum bir nuqtasiga uriladi va uni shu'lalantiradi.



4.7-rasm. Elektron-optik almashtirgichni teleskopga o'rnatish.

Bu amal fotoelektronlarni fokusirovka qilish deb ataladi va u qanchalik yaxshi amalga oshirilgan bo'lsa, ekranda tasvir shuncha aniq bo'ladi. Biroq ekran donador xususiyatga ega bo'lgani uchun unda, yorug'lik nurlarida ko'rinadigan tasvirni ajrata olish kuchi 30-35 shi/mm dan oshmaydi. Yorug'lik nurida hosil bo'lgan tasvirni fotoplastinkaga suratga tushirish mumkin. Bunday asbob o'nlab marta ko'p foyda beradi.

4.3.6. Elektron kamera. Agar yuqoridagi asbobda ekran o'rniga fotoelektronlarni sezadigan fotoplastinka o'rnatilsa elektron kamera hosil bo'ladi va bunday asbobda foyda EOA da erishilgan foydadan yana ham oshadi. Fotoplastinkaga yadroviy emulsiya (kosmik nurlarni qayd qilishda ishlatiladigan) suriladi va bunday fotoemulsiya tezlatgichlarda zaryadlarni qayd qilishda qo'llaniladi. Elektronlar hosil qilgan suratda qorayish darajasi yoki tasvirning zichligi bilan katodning yoritilganligi orasida chiziqiy bog'lanish mavjud va u keng diapazonni o'z ichiga oladi. Elektron kamera almashtirgich sifatida emas, balki tasvirni kuchaytirgich sifatida qo'llaniladi. Bunday kameralarning ma'lum kamchiliklari bor, shuning uchun ularni keng qo'llab bo'lmaydi. Obyektivining diametri 6 m li teleskopda qo'llangan elektron kamera $m=26^m$ kattalikdagi yulduzlarni suratga olishga imkon beradi.

4.3.7. Televizion kamera. Bu priyomnik ham EOA singari ishlaydi va u elektron nur dastasi yordamida tasvirni qayd qiladi va unda tasvirni 10^8 - 10^9 martagacha kuchaytirish mumkin.

4.4. Ichki fotoeffektga asoslangan priyomniklar

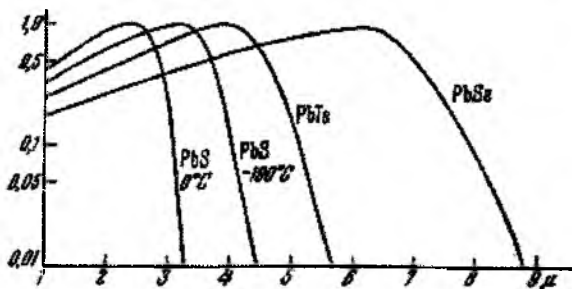
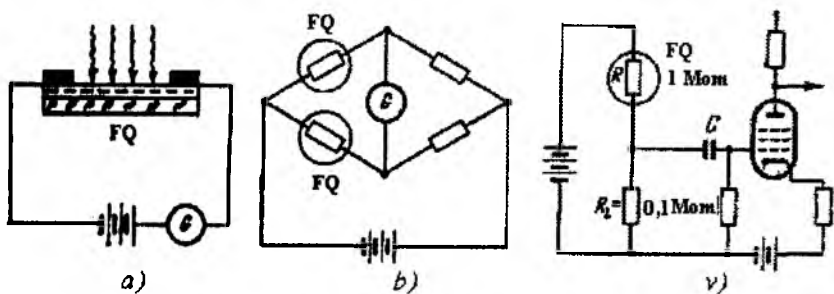
Yarim o'tkazgichlar (YaO'), metallar bilan dielektriklar orasida joylashadilar va keng elektr qarshilikka ega sohani egallaydilar (10^{-5} dan 10^8 $Om \cdot m$ gacha). Biroq, yorug'lik fotonlarini yutilishi, shuningdek, elektronlar yoki alfa zarralar bilan nurlantirish natijasida yarim o'tkazgichlarda (YaO') elektr tokini tashuvchilar paydo bo'ladi. Agar yutilgan fotonning energiyasi yarim o'tkazgichning xususiy yoki aralashma o'tkazuvchanligini faollashtirish energiyasidan katta bo'lsa, u holda elektronlar (teshiklar) YaO' ning o'tkazuvchanlik sohasiga chiqadi va tok hosil qilishda ishtirok eta boshlaydi. YaO' ning o'tkazuvchanlik sohasiga elektronlar (teshiklar) ni chiqishi bilan bog'liq bu elektr o'tkazuvchanlik **foto-o'tkazuvchanlik** deb ataladi. Ko'pchilik YaO' da tok tashuvchilarni o'tkazuvchanlik sohasiga chiqarishi va o'tkazuvchanlikni ko'paytirishi uchun yorug'lik kvantlari energiyasi yetarlidir. Biroq, shunday yorug'lik sezuvchi YaO' lar borki, ularda elektr o'tkazuvchanlikni ko'paytirish uchun ularni juda past chastotali (uzoq IQ) nurlanish bilan yoritish kerak bo'ladi. Bunday YaO' issiqlik nurlanishni qayd qilishda qo'llaniladi.

Yorug'lik kvantlari ta'sirida yarim o'tkazgichning to'ldirilgan zonasidagi elektronlar uning o'tkazuvchanlik zonasiga o'tadi. Natijada yarim o'tkazgichning elektr qarshiligi katta miqdorga (10^5 - 10^6 marta) kamayadi va o'tkazuvchanligi oshadi. Agar yoritilayotgan YaO' zanjirga ulansa, u holda, zanjir bo'ylab tok oqa boshlaydi. Yoki yorug'lik kvantlari ta'sirida o'tkazgichni YaO' bilan, shuningdek, YaO' ni boshqa YaO' bilan ulanish chegarasida elektr yurituvchi kuch hosil bo'ladi. Birinchi hodisaga asoslangan priyomnik fotorezistor, ya'ni fotoqarshilik deb ataladi. Ikkinchi hodisaga asoslangan priborga ventilli (to'siqli) FE, fotodiod va CCD matritsalar misol bo'la oladi.

4.4.1. Fotorezistor (fotoqarshilik) lar. Dastalabki 1908-1910-yillarda elektrofotometrik o'lchashlar fotorezistor (FR, fotoqarshilik) yordamida bajarilgan. Bunda fotoqarshilik sifatida selen, tellur, talliy sulfidi qo'llanilgan. O'tgan asrning ikkinchi yarmida ularning

o'rnini qo'rg'oshin birikmalari (o'lingugurtli, seilenli qo'rg'oshin) egalladi.

Shisha asosga qo'rg'oshin sulfidini vakuumda changlatish yo'li bilan yotqizilgan (yasalgan) yupqa qatlamga yorug'lik tushsa, uning qarshiligi yorug'lik oqimiga chiziqiy bog'langan holda (10^5 - 10^7 Ω ga) kamayadi va zanjirda tok oqa boshlaydi. Agar FR berk bo'lsa, u ma'lum maksimal (10^7 Ω) qarshilikka ega. Bunday FR orqali oqayotgan tok i_k — qorong'ulik tokidan iborat va u zanjirda shovqin hosil qiladi. Buni bartaraf qilish uchun ikkita bir xil FR uitson ko'prigining ikkala yoniga o'rnatiladi (4.8-rasm): biriga yorug'lik tushiriladi, ikkinchisi esa, hamma vaqt berk turadi. Yorug'lik ta'sirida FR ning qarshiligi kamayadi va zanjir bo'ylab galvanometr orqali tok oqiboshlaydi. Bu tokning miqdori i FR ga tushayotgan yorug'lik oqimiga proporsionaldir.



4.8-rasm. Fotoqarshilik (chapda) va uni zanjirga ulanish sxemasi(o'rtada) hamda turli xil FR ni spektral sezgirliги egri chizig'i (pastda).

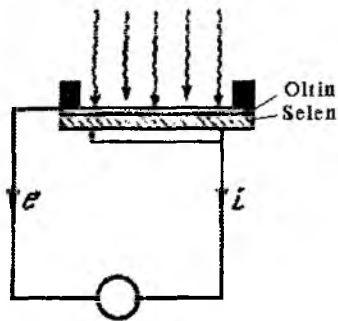
Qo'rg'oshin sulfididan yasalgan FR eng yuqori sezgirlikka ega bo'ladi. Xona temperaturasida (25°C) 10 mm^2 yuzaga ega bo'lgan FR ning sezish chegarasi yoki shovqinining effektiv quvvati (ShEQ) 10^{-12} vt ga teng. Bunga $\lambda=2,5\text{ mkm}$ da $3,2\cdot 10^8\text{ kvant/sm}^2$ to'g'ri keladi. Agar FR quruq muzga (-78°C) tushirilsa, bu chegara yana o'n besh marta pasaytirilishi mumkin.

Agar FR ga yetarli energiyali nurlanish tushsa, unda zaryad tashuvchi juftlik "elektron-teshik" hosil bo'ladi va FR ni qarshiligi kamayadi, zanjir bo'ylab oqayotgan tokning kuchi oshadi. FR ning sezgirligi bir birlik yorug'lik oqimi (F_{λ}) ga mos keladigan tok kuchi bilan belgilanadi va bir necha $\mu\text{a/lm}$ gacha etadi. FR lar selektiv nurlanish priyomniklar safiga kiradi. Qo'rg'oshin sulfididan yasalgan FR infraqizil nurlarga ($\lambda < 4\text{ mkm}$), kadmiy sulfididan yasalganlari esa, yorug'lik nurlariga sezgir bo'ladi. Sezgirlik diapazoni yana ham keng FR lar qo'rg'oshin va selen brikmasidan yasaladi. FR sezgirligining temperaturaga bog'liqligi va o'zgarishlik vaqtini kataligi ularning asosiy kamchiligi hisoblanadi.

4.4.2. Fotodiodlar. Fotodiodlarda teskari tokni yorug'lik oqimi boshqaradi. Elektron-teshik o'tishlarga yorug'lik ta'siri natijasida zaryad tashuvchi juftlik hosil bo'ladi va diodning elektr o'tkazuvchanligi oshadi va teskari tok kuchayadi. Yorug'lik oqimi qancha kuchli bo'lsa, tok shuncha kuchli bo'ladi. Integral sezgirligi bir lyumenga bir necha mikroamper to'g'ri keladi.

4.4.3. Galvanik fotoelementlar. Agar metall sirtga uning oqsidan yoki YaO' dan iborat qatlam va uning ustiga yupqa tiniq metall qatlam yopishtirilgan bo'lsa va u yoritilsa, metall sirt bilan YaO' qatlam orasida elektron-teshik ayriboshlash ro'y beradi hamda chegaraviy qatlam hosil bo'ladi. Nurlanish oqimi ta'sirida YaO' dan metallga tomon yo'nalgan elektronlar oqimi boshlanadi.

Metall chegarasida elektronlar va YaO' chegarasida esa, teshiklar to'planadi. Chegaraviy qatlam, u bekativchi qatlam deb ataladi, elektronlar va teshiklarni ajratib turadi. Zaryadlarni bunday ajralishi ishqor eritmasida ishlaydigan galvanik elementga o'xshash ro'y beradi va yarim o'tkazgichlardan yasalgan bunday asbob **galvanik FE** deb ataladi va u tushayotgan nurlanish energiyani elektr energiyaga aylantiradi. Nurlanish fotonlari n-p o'tishlarga va ular atrofiga ta'sir etib, zaryad tashuvchi juftlik hosil qiladi va ular o'tish chegarasi tomon harakat qiladilar va u yerda elektr maydon hosil bo'ladi.



4.9-rasm. Ventil fotoelement sxemasi

Maydon elektron va teshiklarni ajratadi. Hosil bo'lgan potentsiallar ayirmasi **fotoelektr yurituvchi kuch** deb ataladi.

Agar bu galvanik fotoelement qarshilik orqali zanjirga ulansa, zanjirda tok oqa boshlaydi. Hozirgi zamonda kremniydan yasalgan FE lar Quyosh energiyasini elektr energiyaga aylantirishda keng qo'llaniladi. Bunday galvanik FE ning foydali ish ko'effitsiyenti 20% gacha yetadi. Bitta bunday FE $E=0,5$ volt elektr yurituvchi kuch hosil qiladi. Ko'plab bunday galvanik elementlardan yasalgan Quyosh batareyasi Yerning sun'iy yo'ldoshlarida energiya manbai sifatida qo'llaniladi.

4.4.4. CCD detektorli priyomniklar. Ichki fotoeffektga asoslangan bu priyomniklar (CCD, coupled charge device, zaryadiy bog'lanishga ega pribor, ZBP) mayda ($10-25$ mkm) va ko'plab (10^6) galvanik FE lar singari ishlaydi. Bu holda, $Y\alpha O'$ asosga (masalan, p -tipdagi) yupqa ($0,1-0,15$ mkm) dielektrik qatlam yotqiziladi va uning ustiga metall yoki yarimo'tkazgich va kristallik kremniydan iborat kichkina o'tkazgich elektrodlar joylashtiriladi. Bu «metall elektrod+dielektrik+yarim o'tkazgich» (MDYa) tuzilmaga yorug'lik tushganda galvanik elementdagi singari zaryadlarni (elektron-teshik) ajralishi ro'y beradi. Elektrodlar muntazam joylashgan bir qatorni yoki ko'p qatorli matritsa (ari ini singari) ni hosil qiladi. MDYa tuzilmaning, katakning kattaligi $25-10$ mkm va bir mm uzunlikdagi qatorga bunday kataklardan 40 tadan 100 tagacha joylashadi. Yonma-yon muntazam joylashgan elektrodlar bir-biriga shu darajada yaqinki, ular bir-biriga ta'sir eta oladi. Bunday galvanik FE lar sin-

gari ishlaydigan MDYa tuzilmalar (kataklar) ni yonma-yon joylashtirib qator hosil qilinadi va bunday qatorlar esa, ustma-ust joylashtirilib, nashryotlarda qo'llaniladigan qolib (matritsa) singari tuzilmani hosil qiladi. Hosil bo'lgan matritsa **CCD matritsa** deb ataladi. Fotoapparatga o'rnatilgan bunday matritsa uni CCD kameraga aylantiradi. Hozirgi zamon eng yaxshi CCD kameralarida MYaD kataklarning kattaligi yuqori sezgirkka ega fotoemulsiya donalari kattaligidek bo'ladi. CCD kameralar kundalik hayotda, suratga tushirishda, qo'llaniladi, unda raqamiy foto tasvir olinadi. Bunday tasvirni komp'yuterda ko'rish mumkin va u printerda qog'ozga chiqariladi.

CCD prieyomnikning ishlash prinsipi YaO' ning potensial o'rachalarida zaryadlar paketi hosil bo'lishi va saqlanishiga, elektrodarga tashqi elektr maydon kuchlanishi berilganda, bu zaryadlar paketini ma'lum yo'nalishda uzatilishiga asoslangan. Agar MDYa ning metall elektrodiga musbat kuchlanish berilsa, MDYa da elektr maydon hosil bo'ladi va uning ta'sirida YaO' ning asosiy tok tashuvchilari (teshiklar) YaO' sirtidan ketadi va ular o'rmini elektronlar egallaydi. Kuchlanish berilgandan bir necha sekund keyin MDYa tuzilma termodinamik muvozanatga keladi, endi unda zaryadlarni ajratadigan yupqa inversion qatlam hosil bo'ldi.

CCD matritsa YaO' asosga, bir-biriga o'zaro ta'sir eta oladigan darajada yaqin qator-qator va ustma-ust joylashtirilgan millionlab MDYa tuzilmalardan tashkil topadi. Agar CCD ni yoritsak, YaO' da yutilgan fotonlar «elektron-teshik» juftliklar hosil qiladi. Tashqi elektr maydon ta'sirida inversion qatlamdagi bu juftliklar ajraladilar: Elektronlar potensial o'ralarga tushadi, teshiklar esa, YaO' ning neytral sohasiga chiqib ketadi. Berilgan potensial o'rada (katak) to'plangan zaryadlar miqdori MDYa tuzilmaga tushgan fotonlar yig'indisiga teng. Shuning uchun CCD matritsa yordamida yulduzlar osmon, Quyosh yoki Oyning "elektron" suratini hosil qilish va tez yozuvchi magnitafonga yozib olish mumkin.

CCD matritsaning har bir elementi (katagi) da unga tushgan nurlanish ta'sirida elektr zaryad to'planadi va bu zaryadlar o'z qatori yoki ustuni bo'ylab bir katakdan yonidagisiga o'tkazilishi mumkin. Buning uchun CCD matritsa elektr maydonga joylashtiriladi. Matritsa katak (piksel) larining bu xususiyatidan foydalanib, uning barcha kataklarida to'plangan zaryad (elektron) larni ketma-ket bir joy-

dan chiqariladi va tez yozuvchi magnitafonga alohida-alohida yozib olinadi. Bu yozuvlar zaryad miqdorini songa aylantiruvchi (ATSP-elektir signalni songa aylantiruvchi) orqali komp'yuter xotirasiga tushiriladi va ma'lum ishlovdan o'tgach elektron tasvir sifatida monitor ekraniga chiqariladi. Kataklarda keng diapazonda (0 dan bir necha yuz mingacha) zaryad (elektron) yig'ish mumkin. Katakda to'plangan zaryadlar soni bilan unga tushgan (yutilgan) nurlanish oqimi miqdori orasida chiziqiy bog'lanish mavjud.

CCD matritsalar bir tomondan fotoplastinkani, ikkinchi tomondan fotoelektrik priyemnikning yaxshi sifatlariga ega bo'ladi. CCD matritsadan yasalgan kamera teleskopning fokal tekisligiga o'rnatiladi va teleskop osmon yoritqichiga yo'naltirilgach, kameraning bekitgichi ochilib, ekspozitsiya beriladi. Ekspozitsiya vaqti bir necha sekunddan bir necha o'n sekundgacha bo'lishi mumkin. Bunday kamera nurni yig'ish xususiyatiga ega, bu xira yoritqichlarni qayd qilishda qo'llaniladi. CCD kamera ma'lum kenglikdagi osmon sohasining suratini oladi va ulkan axborot quvvatga ega. CCD matritsada galvanik FE lar soni 128x128, 256x256, 512x512, 1024x1024 va hokazo bo'ladi. Matritsa elementlari **piksellar** deb ataladi. 1024x1024 pikseli CCD kamerada olingan surat *mln* ta ikkilik sistemadagi raqamlardan iborat va ular komp'yuter xotirasiga ketma-ket joylashtiriladi. Olingan tasvirlar kompyuter yordamida tekshirilishi mumkin. Masalan, «FITS» (Flexible Image Transfer System, ya'ni qayishqoq tasvirni uzatish tizimi) formatda yozilgan suratni monitor ekraniga chiqarish uchun IDL (Raqamlarni Interaktiv tahlil qilish Dasturiy til) dasturiy tilda oldin komp'yuter xotirasidan tasvirni (u yozilgan faylga «*filename*» ilova qilib) biror oldindan rejalashtirilgan joyga (*m*) «*m=readfits(filename)*» komanda (so'rov) bilan chaqiramiz, keyin «*tvsc1 rebin (m, 512, 512)*» komanda berish kerak. Bu komanda kompyuterga IDL o'rnatilgandan va ishga tushirilgandan keyin berilishi kerak. Shunda yuqoridagi so'rov komp'yuter ekraniga 512x512 o'lchamda tasvirni chiqaradi. Ma'lumki, komp'yuter ekrani ham kataklardan (odatda, 600x800) iborat bo'ladi. Agar tasvir 1024x1024 raqamli bo'lsa, komp'yuter ekraniga sig'maydi va «*rebin*» komanda tasvirni 512x512 holga o'tkazib ekranga chiqaradi.

Hozirgi zamonda CCD kameralar astrofizikada keng qo'llanilmoqda. Bunday kameraga o'rnatilgan matritsaning kattaligi hozircha

bir necha sm^2 dan oshmaydi va ularga tushirilgan elektron suratlar bir necha million (milliard) piksel yoki megabayt (gigabayt) informatsiyaga ega. Quyoshni rentgen va boshqa monoxromatik nurlarda tasviri olinadi va ular maxsus axborot markazlarida saqlanadi. Ularni internet orqali olish mumkin va komp'yuterda ko'rish mumkin. Buning uchun komp'yuterga yuqorida tilga olingan dasturiy mahsulot (IDL) o'rnatilgan bo'lishi kerak. Agar bu tasvirlar Windowsda tayyorlangan bo'lsa, ularni yuqoridagi dasturiy mahsulotsiz ham ko'rish mumkin. Keng internet foydalanuvchilari uchun shunday xizmat tashkil qilingan (Masalan, www.astronet.ru da APOD, ya'ni Kunning Astronomik Manzarasi). Xabll nomidagi Kosmik Teleskop ham CCD kamera bilan qurollangan, uning yordamida yulduzlar osmonining elektr suratlari olindi va Yerga tushirildi.

Elektron tasvir olish uchun matritsaga ma'lum muddatli ekspozitsiya beriladi. Masalan, Quyoshni oq nurda elektron suratga tushirish uchun 0,01 sekundli ekspozitsiya yetarli. Shu muddat ichida matritsa kataklarining har birida unga tushayotgan yoritilganlik (nurlanish oqimiga) ka mos ravishda elektr zaryadi yig'iladi. Nur sezuvchi elementlar, kataklar, keng energetik diapazonda ishlaydi va to'plangan elektr zaryadi bilan yoritilganlik orasida chiziqiy bog'lanish mavjud. Bu bog'lanishdan foydalanib yoritilganlik va yoritqichning uzoqligini bilgan holda, unga mos keladigan nurlanish oqimi quvvati hisoblab topiladi.

CCD matritsa past temperaturada yaxshi ishlaydi, shuning uchun u maxsus sovutkich ichiga solinadi va minus 100°C gacha sovutiladi. Aks holda, matritsaning qorong'ilik toki yoki shovqini yoritqichdan kelayotgan kuchsiz nurlanish oqimini qayd qilishga to'sqinlik qilishi mumkin. CCD priyomniklarning kvant chiqish soni yuqori, u 30% dan oshishi mumkin, ularning spektral sezgirliги bir mikron-gacha yetadi (sezgirlik maksimumi $0,8\mu$ ga to'g'ri keladi).

CCD ning kvant chiqishini, uning sirti yaqinidagi qatlamida yorug'lik ta'sirida elektr tashuvchilarni hosil bo'lishi bilan bir qatorda ro'y beradigan teskari jarayon, elektron va teshiklarni rekombinatsiyalanishi chegaralaydi. Boshqa nurlanish priyomniklari singari, CCD ning ham sezgirliги ma'lum spektral oraliqda ($0,4-1,1 \text{ mkm}$) bo'ladi. Uzun to'lqin tomondagi chegarani yarim o'tkazgichning (kremniy) taqiqlangan qatlamining kengliги belgilaydi. Qisqa to'lqin

tomondan chegaralanishga, yarim o'tkazgichning sirt qatlamida ultra-binafsha kvantlarni kuchli yutilishi sababchi bo'ladi. CCD ning fotosezgirliigi, turli xil yarim o'tqazgich materiallarni qo'llash orqali, kengaytirilishi, chegaralari esa, surilishi mumkin.

MYaD strukturaning sezgirliigi, umuman olganda, ko'p qatlamli, qoplamaning nurlanishni qaytarish ko'rsatkichiga bog'liq. Agar elektrod sifatida metall (alyuminiy, molibden va h.k.) ishlatilsa, u yorug'lik nurlari uchun notiniq, nur o'tishi uchun elektrodlar orasida maxsus yorig'lar qoldiriladi. Rentgen va ultra-binafsha nurlar diapazonida bunday muammo yo'q.

CCD ga nurlanish tushirishning ikkita usuli bor: to'g'ri (elektrodlar tomonidan) va teskari (dielektrik tomondan). Elektrodning notiniqligi tufayli to'g'ri yoritish past o'tkazish koeffitsiyentga ega. Taglik (dielektrik) ning tiniqligi ancha yuqori bo'lgani uchun orqa tomondan yoritish o'tkazish koeffitsiyenti yuqori bo'ladi (4.10-rasm).



4.10-rasm. CCD matritsaning spektral sezgirliigi.

4.5. Issiqlik priyomniklari

Issiqlik priyomnigi unga tushayotgan nurlanishni yutishi va issiqlik energiyasiga aylanishi natijasida uning elektr o'tkazuvchanligini o'zgarishini o'lchashga asoslangan. Keng spektral diapazondagi nurlanishni issiqlikka yoki uni elektr o'tkazuvchanlikni o'zgartirishga aylantirish mumkin. Issiqlik priyomniklarining bir necha turlari mavjud: bolometr, termoelement, issiqlik radiometri va boshqalar.

4.5.1. Bolometr. Issiqlik priyomniklari orasida bolometr eng sezgir priyomnik hisoblanadi. U fotorezistr singari nurlanish ta'sirida qarshilikning o'zgarishini o'lchashga asoslangan. Fotorezistorda nurlanish ta'sirida uning elektr qarshiligi kamaysa, bolometrda, aksincha, ko'payadi. Bolometr, chetlarida elektr zanjirga ulash uchun mo'ljallangan simlari chiqarilgan nurlanish yutuvchi yupqa ($0,1 \text{ mkm}$) metallik folgadan iborat. Bolometr vakuumlangan idish ichiga joylashtiriladi. Ikkita bir xil bolometr uitston ko'prigining yon qanotlariga o'rnatiladi va ularning biriga nurlanish tushiriladi, ikkinchisi esa, berk holatda bo'ladi, ya'ni nurlanish tushmaydi. Odatda, qo'llaniladigan va platina folgadan yasalgan bolometrlarda termoqarshilik koeffitsiyenti $\gamma=0,004 \text{ 1/grad.}$ ga teng. Yarim o'tkazgichdan tayyorlangan termistrlarda bu ko'rsatkich o'n marta yuqori bo'ladi. Nurlanish ta'sirida uitston ko'prigida muvozanat buziladi (4.8 v-rasmga qarang) va galvanometr orqali tok oqa boshlaydi. Bu tokning qiymati

$$i_g = \frac{1}{4} i \frac{\delta r}{r} = \frac{1}{4} i \cdot \gamma \cdot \Delta T,$$

bu yerda i – zanjir bo'ylab oqayotgan tok, i_g – galvanometr orqali oqayotgan tok va u kuchlantirilishi mumkin. Buning uchun u kuchaytirgichning to'riga (bazisiga) ulanishi kerak bo'ladi. Bunday bolometr yordamida amalda o'lchangan nuriy oqim 10^{-7} vt/sm^2 . Niobiy nitritdan yasalgan va o'ta yuqori o'tkazuvchanlik darajasigacha sovitilgan o'ta bolometr kuchaytirgichning bir gers o'tkazish polosasida 10^{-11} vt quvvatni qayd qilishga imkon beradi. Germaniy kristalidan yasalgan Lou bolometri (yuzasi $4 \times 4 \text{ mm}^2$) temperaturasi $T=2,15^\circ \text{ K}$ kriostat (sovitkich) ga joylashtirilganda kuchaytirgichning bir gers polosasiga to'g'ri keladigan $5 \cdot 10^{-13} \text{ vt/gts}$ quvvatni qayd qila oladi. Bolometrni infraqizil nurlarda kvant chiqishi 100% ga teng.

4.5.2. Termoelement (TE). Bir-biriga yopishtirilgan ikki xil metall chegarasiga nurlanish tushganda hosil bo'ladigan termoelektrik elektr yurituvchi kuchni o'lchashga asoslangan priyomnik **termoelement** deb ataladi. Ikki xil yarim o'tkazgichni oltin suvi bilan yopishtirib yasalgan TE, odatda, vakuum idish ichiga joylashtiriladi va uning ozod uchlari ingichka simlar bilan tashqi zanjirga ulanadi. Zanjirdagi tok temperaturani o'zgarishiga va termoelementda hosil bo'ladigan elektr yurituvchi kuch (EYuK) ga proporsional bo'ladi.

Tellur+vismut juftligidan yasalgan TE $3,6 \cdot 10^{-4}$ volt/grad EYuK beradi. Eng yaxshi TE ning sezgirligi 10 volt/vatt ga teng. Bunday TE lar 10^{-9} voltni o'lcay oladigan eng yaxshi galvanometr yordamida $2,5 \cdot 10^{-9}$ vt quvvatni qayd qilishga imkon beradi. Agar TE tokini o'zgaruvchan tokka aylantirib u kuchaytirgichga berilsa, TE ning sezgirligi yana bir necha marta oshadi.

Infraqizil nurlarni o'lchash uchun issiqlik priyomniklaridan o'tadigani yo'q. Bunday hollarda, ular monoxromatik priyomnik sifatida qo'llaniladilar.

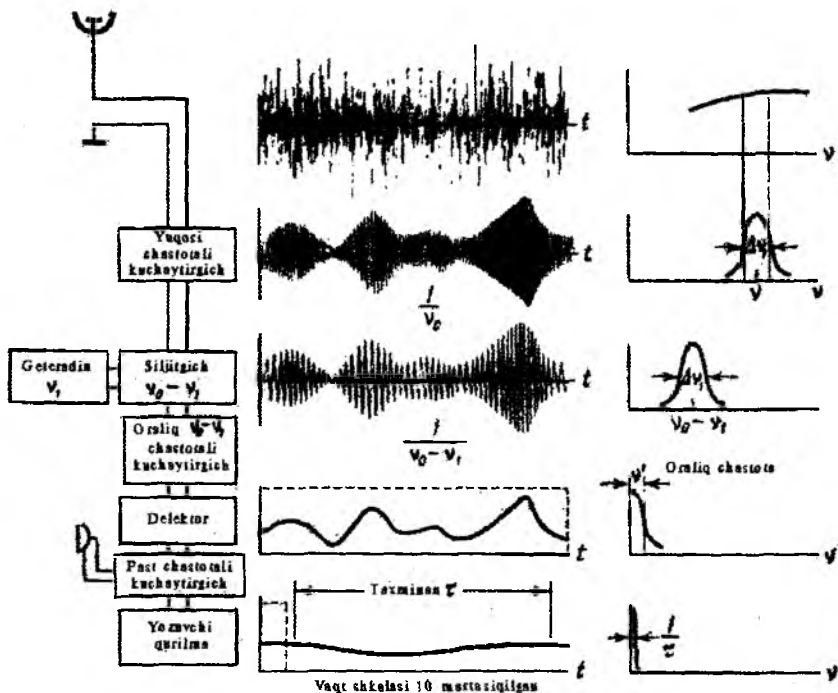
4.6. Radionurlanish priyomniklari

Radiopriyomnik antenasi turli xil chastotadagi radionurlanish (radio to'lqin) tushadi. Bu radionurlanishda kosmik va Yerdagi manbalarning nurlanishi bo'lishi mumkin. Kosmik manbalarning nurlanishi $\nu_1 = 10^7$ gts chastota (30 m to'lqin uzunlik) dan to $\nu_2 = 10^{10}$ gts (3 sm) gacha oraliqda bo'ladi, chunki $\nu > \nu_1$ va $\nu < \nu_2$ chastotalarni Yer atmosferasi o'tkazmaydi yoki qisman ($\nu \approx 10^{11} - 3 \cdot 10^{10}$ gts) o'tkazadi. Kosmik manbalarning nurlanishi, odatda, kuchsiz va yuqorida ko'rganimizdek, nihoyatda yuqori chastotaga ega bo'ladi va uni yozib olish uchun, avvalo, past chastotali signallarga aylantirish va keyin kuchaytirish kerak.

Radionurlanish priyomnigi bu murakkab tabiatli va har xil chastotali nurlanishdan o'z tebranish konturiga mos keladigan $\nu_0 \pm \Delta\nu/2$ chastotalarni ajratib qabul qiladi, bu yerda $\Delta\nu$ — priyomnikning o'tkazish polosasi, ν_0 — markaziy chastotasi. O'tkazish polosasi ichida kosmik manbadan kelayotgan kuchsiz radionurlanish, odatda, tabiatan har xil kuchli radio-shovqinlar orasida bo'ladi. Radioastronomning vazifasi radio-shovqinlar ichidan kosmik manbaga tegishli nurlanishni ajratish va o'lchashdan iborat. Buning uchun u maxsus va murakkab radionurlanish priyomnigi yasaydi. Priyomnik bir necha qismdan iborat va ularda kosmik radionurlanish ma'lum ishlovdan o'tadi, kuchaytiriladi va shundan keyingina yozib olinadi.

Avvalo, antennada yig'ilgan nurlanishdan priyomnikning tebranish konturiga mos keladigan $\nu_0 \pm \Delta\nu/2$ chastota ajratib olinadi va kuchaytiriladi. Ajratilgan signallar qorishgichda geterodin chiqarayotgan $\nu_1 < \nu$ chastotaga o'tkaziladi (modulyatsiyalanadi). Hosil bo'lgan

$\nu_0 - \nu_1$ ayirma chastotadagi signallar yana kuchaytiriladi. Ular $\Delta \nu_1$ intervalni ishg'ol qiladi. Bu signallar detektorga o'tadi va unda past chastotali (tovush chastotasidagi) signallarga aylantiriladi va yana kuchaytiriladi hamda kuchli inersiyaga ega o'zi yozuvchi asbobga uzatiladi. Qabul qiluvchi tizim yuqori inersionlikka ega. Uning rejimga tushish vaqti τ_0 konturning o'tkazish polosasiga teskari proporsional bo'ladi, ya'ni $\tau_0 = 1/\Delta \nu_0$. O'zi yozuvchi asbob priyomnik konturidan τ vaqt davomida chiqqan impuls shaklidagi signallarni yig'adi va o'rtchasini chiqarib yozib qo'yadi. Demak, τ vaqt ichida τ/τ_0 ta impuls o'tadi. Nisbiy dispersiya impulslar sonidan olingan kvadrat ildizga teskari proporsional bo'lgani uchun yozilgan signal xatosi $\sqrt{\tau/\tau_0}$ ga proporsional bo'ladi. Agar s asbob yozib olgan radio signal quvvati va Δs uning o'rtacha kvadratik fluktuatsiyasi bo'lsa, u holda, nisbiy xatolik $\Delta s/s = \alpha / \sqrt{\Delta \nu_0 \cdot \tau}$ ga teng.



4.11-rasm. Kosmik radionurlanishni qabul qilish sxemasi.

Bu yerda a birga yaqin, $\alpha \approx 1$, ko'paytuvchi. Agar kosmik manbadan kelayotgan signallarni asbob yozayotgan shovqinga qo'shayotgan hissasi Δs dan kam bo'lmasa, bunday signallarni yozib olish mumkin. $\Delta v = 1 \text{ Mgts}$, $\tau = 10^2 \text{ sek}$ bo'lganda $\Delta s/s = 10^{-4}$. Priyomnikning sezgirligini oshirish uchun τ ni kattaroq tanlash maqsadga muvofiqdir. Δv ni katta tanlash yaramaydi, chunki, u holda kuchaytirish darajasi past bo'ladi. Ma'lumki, rezonans chastota eng yuqori kuchaytirish beradi.

4.6.1. Kosmik radionurlanishni o'lchash. Radiometr. Kosmik radionurlanishning quvvatini o'lchash uchun, radioteleskop (antenna va priyomnik) kalibrovka (quvvatga mos keladigan pribor ko'rsatishini belgilab chiqish) qilinishi zarur. Buning uchun, nurlanish quvvati ma'lum bo'lgan radionurlanish manbai radioteleskop yordamida qayd qilinadi (o'lchanadi) va kosmik manba u bilan solishtiriladi. Kosmik radionurlanish shovqindan iborat, shuning uchun shovqin beruvchi sun'iy manba tanlanadi. Bunday manba sifatida qarshilik (rezistor) olinishi mumkin. Bunday qarshilikning uchlari-da fluktuatsiyalanuvchi o'zgaruvchan tok hosil bo'ladi va uning kvadratik o'rtacha qiymati Naykvist formulasi $E^2(v)dv = 4kTR \cdot dv$ yordamida ifodalanadi. Bu yerda, T – temperatura, R –qarshilik. Bu fluktuatsiyalanuvchi tokning quvvati Joul-Lents qonuniga asosan $E^2(v)dv / R = 4kT \cdot dv$. Bu yerda, k – Boltzman doimiysi. Priyomnik bu qarshilik sochayotgan nurlanishning choragini qabul qiladi va shuning uchun $W = kT \cdot dv$ – qayd qilinayotgan quvvat bo'ladi. Shunday qilib fluktuatsiyalanuvchi signal quvvati temperaturaga bog'liq va manbadan kelayotgan signallarni shovqin temperaturasi bilan belgilash mumkin.

Antennaga tushayotgan nurlanishning quvvati antenna temperaturasi (T_a) orqali ifodalanadi. Priyomnikning kirishida berilgan antenna hosil qilayotgan shovqin singari quvvatda shovqin beradigan qarshilikning temperaturasi **antenna temperaturasi** deb ataladi.

Priyomnikda ham shovqin hosil bo'ladi va uning quvvati (P_{sh}) shovqin temperaturaga (T_{sh}) bog'liq, $P_{sh} = kT_{sh} \cdot \delta v$. Agar antennadan kelayotgan shoqin quvvati $kT_0 \cdot \Delta v$ bo'lsa, u holda, radioteleskop priyomnigining shovqin faktori $N = (kT_0 \cdot \delta v + kT_{sh} \cdot \delta v) / kT_0 \cdot \delta v$ ga teng bo'ladi. Radioteleskop priyomnigining shoqin faktori $T_0 = 290^\circ \text{ K}$ va $\delta v = 1 \text{ Mgts}$ bo'lganda $N = 10$ ga yaqin bo'ladi. U holda, priyomnikda hosil bo'layotgan shoqin quvvati $P_{sh} = (N - 1)kT_0 \cdot \delta v = 3,6 \cdot 10^{-14} \text{ Vt}$ ga

teng va bu quvvatga $T_{sh} = 2600^\circ K$ shovqin temperaturasi mos keladi. Bunday priyomnikda shovqin signal quvvati $S = N \cdot kT_0 \cdot \delta\nu$ va unda qayd qilinishi mumkin bo'lgan manbadan kelayotgan signallarning kvadratik fluktuatsiyasi $\Delta_s = (N \cdot kT_0 \cdot \delta\nu) / \sqrt{\tau \cdot \delta\nu} = 4 \cdot 10^{-18} \text{ Vt}$, $\tau = 100 \text{ sek}$ dan kam bo'lmasligi kerak.

Savollar

- 1) Tashqi fotoeffekt nima va unda qanday jarayon ro'y beradi?
- 2) Fotoelementlar, fotoelektron ko'paytich, elektrooptik almashtirgichning ishlash prinsipi.
- 3) Ichki fotoeffektga asoslangan priyomniklar: fotorezistor, fotodiod, galvanik element, CCD detektorni ishlash prinsipi.
- 4) Issiqlik priyomniklari: bolometr, termoelement.
- 5) Radionurlanish priyomnigi va unda kosmik radionurlanishni o'lchash.

V BOB. ASTROFIZIK TEKSHIRISH USULLARI

5.1. Astrofizik tekshirishdan maqsad va osmon yoritqichlarining ayrim xususiyatlari

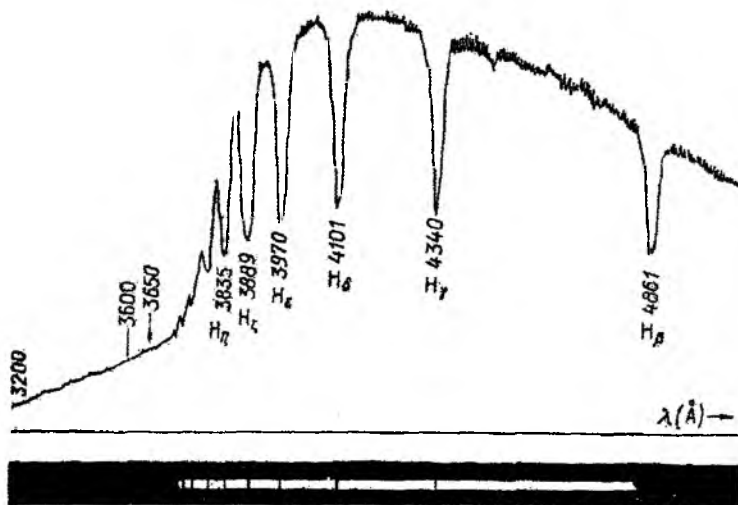
5.1.1. Astrofizik tekshirishdan maqsad. Astrofizik tekshirishlar osmon yoritqichlarining fizik holati va ko'rsatkichlarini (temperatura, zichlik, bosim, massa, o'lchamlarini) va kimyoviy tarkibini aniqlashga qaratilgan. Osmon yoritqichi to'g'risidagi bu bilimlarni undan kelayotgan nurlanish oqimi keltiradi. Osmon yoritqichidan kelayotgan nurlanish oqimi quvvatini va yoritqichning uzoqligini o'lchash yo'li bilan uning temperaturasini, undan kelayotgan nurlanishni spektrga yoyish va uni tekshirish yo'li bilan esa, uning boshqa ko'rsatkichlarini va kimyoviy tarkibini aniqlash mumkin. Bu ishlarni amaliy astrofizika bajaradi va u bir necha bo'limlarga bo'linadi. Masalan, osmon yoritqichi yorug'ligini o'lchash usullarini astrofotometriya, spektrga yoyib uni tekshirish usullarini esa, astrospektrofotometriya ishlab chiqadi va astronomik kuzatishlarga qo'llaydi. Bu usullarga o'tishdan oldin, osmon yoritqichlarining ayrim xossalari va ulardan kelayotgan nurlarning Yer atmosferasidan o'tayotganda kuchsizlanishi va yutilishi hamda ularni hisobga olish masalalari bilan tanishamiz.

Astrofizik tekshirishlar osmon yoritqichlaridan kelayotgan nurlanish oqimini o'lchashdan va tahlil qilishdan boshlanadi. Biz yuqorida ko'rdikki, avvalo, ularning rangi turlicha, keyin, nurlanish priyomniklarining spektral sezgirligi va o'tkazish polosasi har xil ekan. Shuning uchun tekshirish usullariga o'tishdan oldin osmon yoritqichlarining fizik xususitlarini belgilovchi, ularni bir-biridan bir qarashda ajratib turuvchi umumiy ko'rsatkichlariga to'xtalib o'tamiz. Shunday ko'rsatkichlardan ikkitasi yoritqichlarning rangi va spektridir. Yulduzlarning yorug'ligini o'zaro solishtirib o'lchashda ularning bu ko'rsatkichlarini hisobga olish kerak.

5.1.2. Yulduzlarning spektri. Yulduzlarning spektri teleskopga o'rnatilgan spektrograf (3.4 va 3.6-rasmlar) yoki obyektivi oldiga

prizma o'rnatilgan (3.8 va 3.9-rasmlar) astrograf (prizmalı kamera) yordamida olinadi. Bunday spektrlar, odatda, past ($100 \text{ mm}/\text{\AA}$) dispersiyali bo'ladi va ularda intensiv chiziqlar (vodorodning Balmer seriyasi chiziqlari, kalsiy ioni chiziqlari va boshqalar) gina ko'rinadi.

Ko'pchilik yulduzlarning spektri qora chiziqlar bilan kesilgan tutash spektrdan iborat. Tutash spektr yulduzning ichki, zich gaz qatlamlarida hosil bo'ladi. Bunday tutash spektrga ega nurlanish yulduzning tashqi, nisbatan past temperaturali va siyrak gazlardan tarkib topgan qatlamlari, atmosferasi, orqali o'tayotganda u yerdagi atomlar tomonidan yutiladi. Atmosferadagi gaz atomlari o'zlariga mos keladigan chastotalarda ichki qatlamlardan kelayotgan tutash spektrga ega nurlanishni yutadilar, natijada tutash spektr yuzida qora, yutilish chiziqlari hosil bo'ladi. Atmosfera qatlamidagi birorta atom nurlanishni yutishi uchun bu qatlamning temperaturasi shu atomni uyg'ongan holatga o'tkazish uchun yetarli bo'lishi kerak. Shundaygina uyg'ongan holatdan yuqori energiyali holatlarga o'tishlar ro'y berishi, ya'ni spektral chiziq hosil bo'lishi mumkin.



5.1-rasm. Yulduz spektri (pastda) va uni fotometrik yozuvi (yuqorida).

Pastdagi tasmda ko'rinayotgan qora chiziqlar Balmer seriyasi chiziqlaridir (H_{β} , H_{γ} , H_{δ} , H_{ϵ} , H_{ζ} va hokozo) va ular yuqoridagi yozuvda ingichka chuqurliklar sifatida ko'rinmoqda

Past temperaturada atomlar, asosan, asosiy, ya'ni eng past energiyali holatda bo'ladilar va bunday holatdan, yuqori energiyali, uyg'ongan holatga o'tishlar rezonans chiziqlarni beradi. Vodorodning rezonans chiziqlari, ular Layman seriyasini tashkil etadilar, spektrning ultrabinafsha qismida kuzatiladi (1.2 paragraf). Yorug'lik nurlarida ko'rinadigan Balmer seriyasi chiziqlari hosil bo'lishi uchun ikkinchi, uyg'ongan (uyg'onish potentsiali $10,12 eV$) holatdagi vodorod atomlari yetarli darajada ko'p bo'lishi kerak.

Yulduz spektrida birorta kimyoviy element atomlari yoki ionlarining chiziqlari kuzatilsa, bu shu element yulduz atmosferasida borligini ko'rsatadi. Biroq, u yoki bu chiziqni yulduz spektrida ko'rinmasligi bu element yulduz atmosferasida yo'q degan xulosaga olib kelmasligi kerak. Chunki, chiziqlar hosil bo'lishi uchun atmosferada temperatura sharoiti atomlarni shu chiziqni hosil qiladigan darajada ko'p uyg'ongan holatga o'tkazgan bo'lishi shart. Agar yulduzning atmosfera qatlamlarida temperatura berilgan element atomlarini uyg'ongan holatlarga o'tkazish uchun yetarli bo'lmasa, u holda, bu elementning spektral chiziqlari hosil bo'lmaydi. Shunday qilib, spektrda birorta kimyoviy element chiziqlarni ko'rinishi, bu element atomlari yoki ionlari borligini ko'rsatuvchi yetarli belgidir, biroq zarur belgi emas.

XIX asrning ikkinchi yarmi boshlarida, nemis olimi Kirxgof tomonidan asos solingan spektral tahlil (analiz) tezda astronomiyaga qo'llanila boshlandi. Dastlabki tekshirishlar yulduzlar spektrini har xilligini ko'rsatdi. Ko'pchilik yulduzlar spektrida vodorod atomi chiziqlari (Balmer seriyasi) yaqqol ko'zga tashlanib turardi, biroq ularning intensivligi (qoraligi va kengligi) har xil yulduzlarda har xil edi. Ayrim yulduzlar spektrida faqat vodorodning intensiv chiziqlari kuzatilsa, boshqalarinikida nisbatan kam intensivlikka ega vodorod chiziqlari bilan bir qatorda metall atomlari va ionlarining chiziqlari, uchinchi xillarinikida esa, geliy atomi chiziqlari ko'rinar edi.

XX asr boshlariga kelib, minglab yulduzlarning spektri suratga tushirildi. Olingan spektrlar o'rganilib, yulduzlar spektriga ko'ra sinflar (turlar) ga ajratildi. Bu ishda Garvard (AQSh) observatoriyasi xodimasi Enni Kennon (1863-1941) ishlab chiqqan usul eng ma'qul deb topildi va keng qo'llanila boshlandi. Bu usulga ko'ra spektral sinflarga ajratishda spektral chiziqlarning intensivligi asos qilib olinadi. Empirik asosda ishlab chiqilgan bu usul astrofizikaga garvardcha spek-

tral sinflarga ajratish nomi bilan kirdi. XX asrning 20-yillarigacha 200 mingdan ortiq yulduzning spektral sinfi aniqlandi.

5.1.3. Spektral sinflar. Spektral sinflar lotin alifbosining katta harflari bilan quyidagicha belgilanadilar:

$$\begin{array}{c} S \\ O - B - A - F - G - K - M \\ R - N \end{array}$$

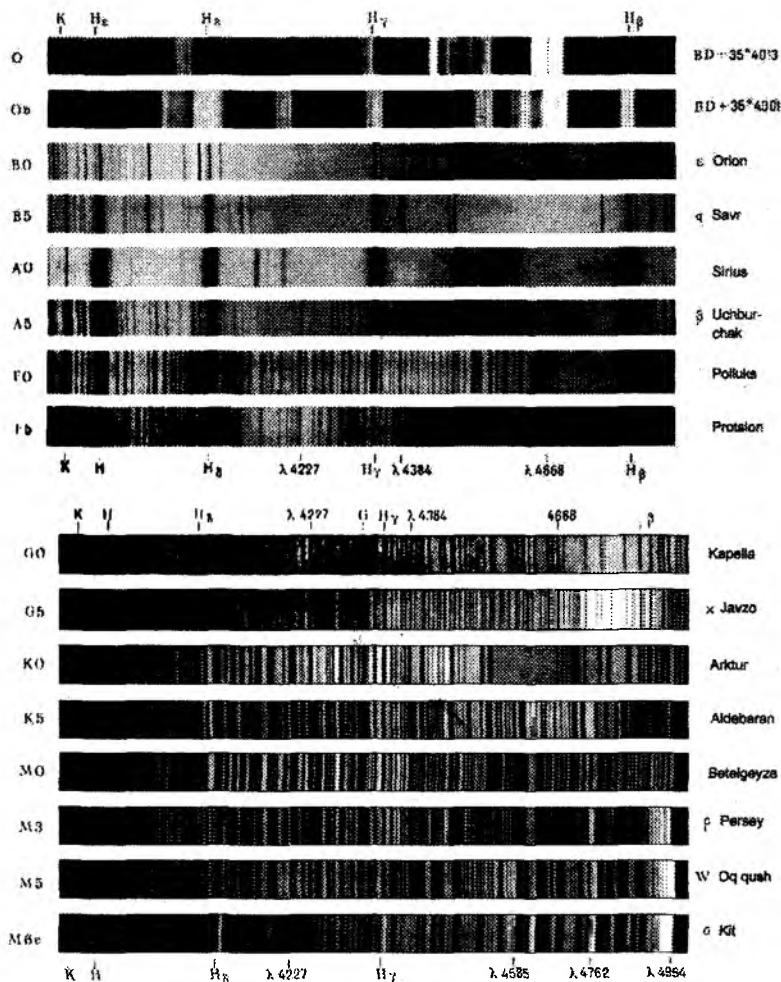
Yulduzlarni bunday spektral sinflarga ajratish asosida, ular atmosferasidagi fizik sharoit, birinchi navbatda, temperatura sharoiti yotadi. Bir sinfdan ikkinchi sinfga, chapdan o'nga tomon, temperatura pasayib boradi. *O* – sinfga eng qaynoq, *M* – ga esa “iliq” yulduzlar kiradi.

Yulduzlarni spektral sinflarga ajratishda, ular spektridagi atomlar, ionlar va molekulalar chiziqlarining intensivligi bosh ko'rsatkich sifatida qabul qilingan. Dastlab spektral sinfni aniqlash ko'zda chamlab bajarilgan bo'lsa, hozirgi zamonda bunday ishlar fotometr-lar yordamida bajariladi. Sinflarga ajratish yana ham aniq bajarilmoqda, natijada oraliq sinflar kiritishga to'g'ri keldi. Masalan, *B* bilan *A* orasiga tuqqizta oraliq sinf *B0*, *B1*, *B2*, *B3*, *B4*,.....*B9* kiritildi va *O* – sinf *O5* dan boshlanib *O9* gacha davom etadi. Shunday qilib asosiy sinflar soni 55 taga yetdi.

O-sinf: kam uchraydigan o'ta qaynoq, havorang yulduz, spektrining binafsha qismi boshqa yulduzlarnikiga qaraganda uzun va intensiv, ionlangan geliyning (HeII) yutilish (qora) chiziqlari kuzatiladi. *O8* va *O9* sinflarda neytral geliyning (HeI) va ko'p marta ionlangan azot, uglerod, kislorod va kremniy atomlarining (NIII, CIII, OIII, SiIV) chiziqlari ham ko'rinadi. Bu yulduzlar absorpsion (yutilish) spektrga ega. Spektrida, shuningdek, HeI, HeII, NV, NIV, CIII, CIV va boshqa ionlarning keng emission (nurlanish, chiqarish) chiziqlari kuzatiladigan *O* yulduzlar ham bor. Bu yulduzlar Volf-Raye (kashf etgan fransuz olimlari nomlari) yulduzlari deb ataladi, *W* harfi bilan belgilanadilar va nostatsionar yulduzlar qatoriga kiradi.

B-sinfga qaynoq havorang-oq yulduzlar kiradi. Spektrida neytral geliy (HeI) atomlarining yutilish chiziqlari yaqqol ko'rinib turadi. Shuningdek, uglerod, azot va kislorodning bir, ikki karrali ionlarining chiziqlari ham ko'rinadi. *O* – sinf yulduzlarida zo'rg'a ko'-

rinadigan vodorod (H I) atomi chiziqlari *B* sinfga kiruvchi yulduzlar spektrida yaqqol ko'rinadi va *B7*, *B8*, *B9* sinfdagi yulduzlarda *B7* dan *B9* tomon intensivlashib, ya'ni kengayib va qorayib, boradi. *B2* va *B3* sinflarda maksimal intensivlikka ega bo'lgan He I chiziqlari esa quyi sinflar *B8*, *B9* tomon kuchsizlanib boradi. *B5* dan boshlab



5.2-rasm. Har xil spektral sinfga mansub yulduzlarning spektrlari. Chapda sinf belgilari (*B0*, *B5*, *A0*, *A5*, *F0*, *F5*, *G0*, *G5*, *K0*, *K5*, *M0*, *M3*, *M5*), o'ngda yulduz nomlari, pastda ayrim chiziq belgilari keltirilgan

spektrida kalsiy va magniy ionlarining chiziqlari (CaII $\lambda=393,4 \text{ nm}$, MgII $\lambda=448,1 \text{ nm}$) ko'rinadi va intensivlasha boradi. Orionning δ -si B_0 sinfga kiradi.

A-sinfga oq yulduzlar kiradi. A0 yulduzlar spektrida vodorod atomi chiziqlari, Balmer seriyasi, maksimal intensivlikka ega. Kalsiy va magniy ionlari chiziqlari A0 dan A9 tomon intensivlasha boradi. A2 da neytral kalsiy (CaI) va A5 dan boshlab FeI chiziqlari ko'rinadi va quyi sinflar (chapdan o'ngga) tomon intensivlasha boradi. Katta Itning α -si (Sirius) A0 sinfga kiradi.

F-sinfga sarg'ish-oq yulduzlar kiradi. Spektrida vodorod atomi chiziqlari (Balmer seriyasi) hali ham intensiv, ko'plab metall atomlari va ionlarining chiziqlari ko'rinadi. Kalsiy ion chiziqlari (CaII H va K, 1393,4, 1396,8 nm atrofida) juda intensiv. Past dispersiyali spektrlarda FeI va TiII ning intensiv chiziqlari qo'shilib, quyi sinflar tomon kengayib boruvchi G – tasmani ($\lambda=430,5 \text{ nm}$ dan 431,5 nm gacha) hosil qiladi. Javzoning δ -si F0 sinfga kiradi.

G-sinfga sariq yulduzlar kiradi. Bu yulduzlar spektri Quyosh spektriga o'xshash bo'ladi. Vodorodning chiziqlari metallar (Na, Ca, Mg, Fe) ning intensiv chiziqlari orasida, ulardan farq qilmaydilar va G5-G9 sinflarda hatto ayrim metall chiziqlariga qaraganda kuchsiz bo'lib qoladi. Kalsiy ionining H va K chiziqlari eng intensiv. Aravakashning α -si G0, Quyosh esa G2-sinfga kiradi.

K-sinfga sarg'ish-qirmizi yulduzlar kiradi. Spektrida kalsiy ionining (H va K) va kalsiy atomi ($\lambda=422,7 \text{ nm}$) chiziqlari va G tasma maksimal rivojlanishga va intensivlikka erishadi. K5 sinfdan boshlab spektrida titan oksidi (TiO) molekularining kuchsiz chiziqlari va tasmalari ko'rinadi. Tutash spektrining yaqin ultrabinafsha qismi ($\lambda < 395,0 \text{ nm}$) ko'zdan g'oyib bo'ladi. Savrning α -si K sinfga kiradi. Oqqushning ε -ni K0 singa mansubdir.

M-sinfga qizil yulduzlar kiradi. Spektri titan oksidi va boshqa molekulyar birikmalarning qora tasmalari va chiziqlari bilan kesilgan. Kalsiy atomining $\lambda=422,7 \text{ nm}$ chizig'i yaqqol ko'rinadi, kalsiy ionining H va K chiziqlari deyarli ko'rinmaydi. Ayrim M sinfga mansub yulduzlarda vodorod atomi chiziqlari emission holda kuzatiladi. Orionning α -si (Betelgeyze) misol bo'la oladi.

R-sinf: spektri G5-K5 larnikiga o'xshash, biroq unda uglerod molekulasi C_2 va sian CN tasmalari ko'zga tashlanib turadi. Bunday yulduzlar uglerodli yulduzlar deb ataladi.

N-sinf: qizil yulduzlar, C_2 va CN tasmalari R – sinfga kiruvchilarnikidan kuchli. Bular ham uglerodli yulduzlar deb ataladi.

S-sinf: tutash spektrida energiyani taqsimlanishi bo'yicha M va N sinflarga o'xshash va ulardan, spektrida sirkoniy oksidi (ZrO) tasmalari borligi bilan ajralib turadi. Vodorod chiziqlari emission holatda kuzatiladi.

Oxirgi yillar (2000) da past temperaturali yulduzlarni topish va tekshirish natijasida yana ikkita spektral sinf kashf etildi. Bular sovuq (3500 dan past) yulduzlar bo'lib, L va T harflar bilan belgilanadi. L -sinfga kiruvchi yulduzlar spektrida ishqor metallar (Li , Na , K , Cs) ning chiziqlari, T -sinfga kiruvchi yulduzlar spektrida esa metan (NH_4) va ishqor metallar chiziqlari ko'rinadi.

Barcha yulduzlarning 99 %i B , A , F , G , K , M sinflarga kiradi. O , R , N , S , L , T sinflarga kiradigan yulduzlar kamchilikni tashkil etadi. Biroq, spektri ayrim xususiyatga ega yulduzlar ham mavjud. Bu xususiyatlar alohida belgilanadi. Masalan, spektrida emission chiziqlar bor yulduzlar (B dan M gacha) spektral sinf belgisidan keyin "e" harfi bilan ($B2e$), ingichka keskin chegaraga ega chiziqlar borlari esa "s" ($A3s$), keng chiziq'larga egalari esa "n" ($A0n$) va spektrida yulduzlararo moddaga tegishli kalsiy ioni Ca II ning H va K chiziqlari borlari "k" bilan ($A0k$) belgilanadi. Spektrida juda ingichka yutilish chiziqlari borlari, spektral sinf oldiga "s" harfi yozib qo'yish ($sF5$) bilan belgilanadilar. Shuningdek, spektral chiziqlari ingichka va tim qora bo'lgan yulduzlar gigant (o'tagigant) yulduz ekanligi va keng qanotli ekanlari esa, karlik (mitti) yulduz ekani ma'lum bo'lgach, spektral sinf belgisi oldiga "g" (*giant*) yoki "d" (*dwarf*) harfi qo'yila boshlandi. Masalan: $gA2-A2$ sinfga kiruvchi gigant yulduz yoki $sF2-F2$ sinfga kiruvchi o'ta gigant yulduz.

Shunday qilib yulduzlar rang-barang va ularning yorug'ligini o'zaro solishtirib o'lchashda bu hisobga olinishi kerak bo'ladi. Yulduzlar nuri Yer atmosferasidan o'tayotganda kuchsizlanadi va yutiladi. Bunday kuchsizlanish yulduzlararo muhitda ham ro'y beradi va yulduzning tutash spektrida intensivlikni taqsimlanishini o'zgartirib yuboradi. Biroq, yulduzlar spektridagi chiziqlarning intensivligi bu darajada kuchli o'zgarmaydi (spektral chiziqlar tutash spektrga nisbatan o'lchanadi). Aniq fotometrik o'lchashlarda yulduz nurini Yer atmosferasida kuchsizlanishi hisobga olinishi shart.

Savollar

- 1). Yulduzlarning spektri qanday ko‘rinishga ega va unda nimalar ko‘rinadi?
- 2). Spektorda chiziqlarni ko‘rinishi nimadan dalolat beradi?
- 3). Yulduzlarni spektral sinflarga ajratishda nima asos qilib olingan?
- 4). Yulduzlar spektrlarida chiziqlar intensivligini har xilligi asosida yulduzning qanday fizik ko‘rsatkichi yotadi?
- 5). Gigant va karlik yulduzlarning spektral chiziqlari bir-biridan qanday farq qiladi?

5.2. Osmon yoritqichlari nurini Yer atmosferasida kuchsizlanishi

5.2.1. Kuchsizlanish miqdorini o‘lchash (Buger usuli). Yer yuzida turib bajarilayotgan astrofizik tekshirishlar yoritqichning Yer atmosferasi orqali o‘tib kelgan nurlanishi ustida olib boriladi. Bu nurlanish atmosferadan o‘tayotganda, uni tashkil qilgan zarrachalar tomonidan yutiladi va sochiladi. Natijada, uning intensivligi kamayadi, ya‘ni u kuchsizlanadi va uning spektral tarkibi o‘zgaradi.

Yer atmosferasi deb uni o‘rab turuvchi sferik shakldagi, umuman olganda, tiniq gaz qobuqqa aytiladi. Nurlanishning kuchsizlanish miqdori atmosfera moddasining yutish koeffitsientiga, zichligiga va unda nurlanish bosib o‘tgan yo‘lining uzunligiga bog‘liq. Yoritqich zenitda bo‘lganda, uning nurlari atmosferada eng qisqa yo‘lni bosib o‘tadi va eng kam kuchsizlanadi. U gorizont yaqinida bo‘lganda esa, aksincha, nur atmosferada eng uzun yo‘lni bosib o‘tadi va eng ko‘p miqdorga kuchsizlanadi. Atmosferada yorug‘likning kuchsizlanish miqdorini o‘lchash usulini, birinchi bor P. Buger (XVIII asr) ishlab chiqqan.

Agar k va ρ – atmosfera moddasining bir grammiga to‘g‘ri keladigan yutish koeffitsienti va atmosfera zichligi, ds – atmosferada nur bosib o‘tgan yo‘l bo‘lsa, u holda, I intensivlikka ega nurning atmosferada kuchsizlanish miqdori dI quyidagicha ifodalanadi: $dI = -k\rho I ds$. Bu yerda, k ning birligi sm^2/g va $k\rho ds$ esa birlikka ega emas miqdor.

Bu tenglamani yechimi quyidagi ko‘rinishga ega: $I = I^0 e^{-k \int_0^x \rho ds}$. Bu

yerda I^0 yoritqichdan Yer atmosferasining tashqi chegarasiga tushayotgan nurlanishning intensivligi, I esa Yer yuziga yetib kelgan nurlanishning intensivligi. Atmosferada nur bosib o'tgan yo'l yoritqichning zenit masofasiga (z) bog'liq. Agar atmosferaning qalinligi H bo'lsa, zenitdagi yoritqich uchun uning zenit masofasi $z=0$ va

$$I_0 = I^0 e^{-k \int_0^H \rho dh} \quad M(0) = \int_0^H \rho dh \quad \text{— zenitda **havo massasi** deb ataladi, u}$$

holda, z zenit masofadagi yoritqich uchun $I_z = I^0 e^{-k \int_0^z \rho ds} =$

$$= I^0 e^{-kM(z)}. \quad \text{Agar } M(0)=1 \text{ deb hisoblasak, u holda } I_z = I_0 e^{-k(M(z)-1)}$$

bo'ladi. Agar yulduz zenitdalgida uning yulduziy kattaligi m_0 va z zenit masofada- m_z bo'lsa, u holda, yulduz yorug'ligining kuchsizlanish miqdori

$$\Delta m = m_z - m_0 = (M(z) - 1)(2.5 \lg e^{-k}). \quad (5.1)$$

$\Delta m > 0$, chunki $M(z) > M(0)$ va ikkinchi ko'paytuvchi ham noldan katta bo'ladi. Bu yerda e^{-k} atmosferaning tiniqlik koeffitsientidir va

$\Delta m_0 = 2.5 \lg e^{-k}$ “ zenitda yorug'likni kuchsizlanishini ko'rsatadi. 5.3-

rasmdagi chizmadan $ds = dh \cdot \sec z$ va $M(z) = \int_0^z \rho ds / \int_0^H \rho dh = \sec z$, -

z zenit masofadagi havo massasini zenitdagi havo massasiga nisbati, havo massasini zenitdagi havo massasi birliklarida ifodalaydi.

U holda $\Delta m_z = m_z - m_0 = (\sec z - 1)(-2.5 \lg e^{-k})$. Δm_0 empirik (tajriba) yo'l bilan topiladi.

Havo tinch va tiniq kechasi birorta yulduzning har xil zenit masofalar (z) da, u chiqqandan boshlab to yuqori kulminatsiyaga yetguncha, yulduziy kattaliklari m_z o'lchanadi. O'lchash natijalari grafigi chiziladi: ordinata o'qi bo'ylab m_z va absissa o'qi bo'ylab unga mos keladigan $M(z) = \sec z$ qo'yiladi. Odatda, o'lchash natijalari bitta to'g'ri chiziqda yotadi va u Buger chizig'i deb ataladi. **Buger chizig'i** ($m_z = m_0 + \Delta m_z$) ni ordinata o'qi bilan kesishish nuqtasi m_0 ga, ya'ni

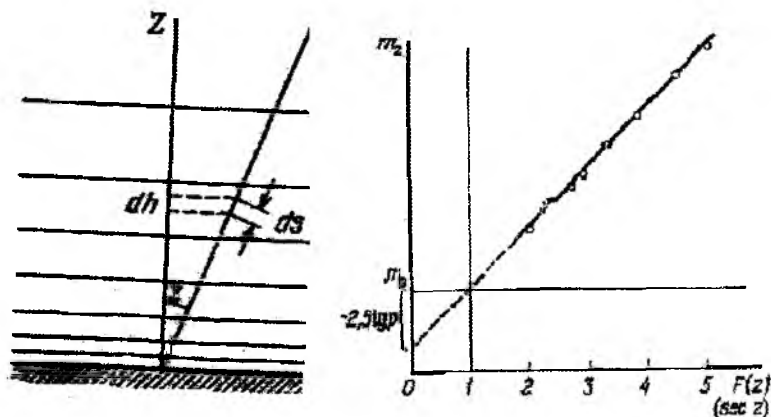
atmosfera dan tashqarida yulduzning yulduziy kattaligiga to'g'ri keladi. Vizual, ya'ni odam ko'zi sezadigan, nurlarda va Yevropada o'rtacha atmosfera sharoiti uchun $\Delta m_0 = 0,23^m$ ga teng. Har xil zenit masofa (z) lar uchun havo massasi $M(z)$ va Δm_z 5.1-jadvalda keltirilgan.

5.1-jadval

Zenit masofa bo'yicha havo massasini va yulduz nurini kuchsizlanishini o'zgarishi

z , grad	0	20	30	40	50	60	70	80	87
$M(z)$	1,000	1,064	1,154	1,304	1,553	1,995	2,904	5,6	15,3
Δm_z	0,00 ^m	0,01	0,03 ^m	0,06 ^m	0,12 ^m	0,23 ^m	0,45 ^m	0,99 ^m	2,6 ^m

Fotografik, ya'ni, oddiy, sezgirashtirilmagan fotoplastinka sezadigan nurlarda yorug'likni atmosfera dan o'tayotganda kuchsizlanishi $\Delta m_0 = 0,44^m$, vizual nurlardagidan katta bo'ladi. Demak, kuchsizlanish nurning to'liq uzunligiga bog'liq. Zenitda kuchsizlanish miqdori Δm_0 atmosfera ning tiniqligini belgilaydi. Yer yuzida atmosfera si eng tiniq joylardan biri Gavay orolidagi Mauna Keya tog' cho'qqisi bo'lib (uning dengiz sathidan balandligi 4200 m), u yerda sariq nurlarda kuchsizlanish miqdori $\Delta m_0 = 0,092^m$.



5.3-rasm. Atmosfera qatlamlari orqali yulduz nurini o'tishi (chapda) va kuchsizlanishiga oid chizma (o'ngda).

Shunday qilib, yoritqichning yorug'ligi uning zenit masofasiga bog'liq ravishda asta-sekin o'zgarib boradi. Zenit masofasi ortishi bilan birgalikda, uning yorug'ligini kuchsizlanishi ortaboradi. Aniq fotometrik o'lchashlarda buni hisobga olish lozim.

5.2.2. Yer atmosferasida yorug'likni sochilishi. Havo tiniq kunduz kuni osmon ko'm-ko'k gumbaz sifatida ko'rinadi. Buning sababi, Quyosh nurlarining havo molekularida sochilishidir. Osmon yoritqichidan kelayotgan nurlanish Yer atmosferasi zarrasiga tushgach, u undan barcha tomonga sochiladi (difraksiyalanadi, aks qaytadi), natijada, kuzatuvchi tomon kelayotgan nurlanishning intensivligi biroz kamayadi.

Sochilish miqdori tushayotgan nurning to'lqin uzunligiga teskari proporsional bo'ladi. Ya'ni, qisqa to'lqinli ko'k nurlar uzun to'lqinli qizil nurlarga qaraganda ko'proq sochiladi. Shuning uchun osmon ko'k, to'g'rirog'i havorang, gumbaz sifatida ko'rinadi. Binafsha nurlar yana ham kuchli sochiladi. Agar odam ko'zi binafsha nurlarni ham yaxshi sezganda edi, osmon binafsha bo'lib ko'ringan bo'lar edi. Buning sababi ko'k va binafsha nurlarni sochuvchi zarralar, birinchidan, ko'p, ikkinchidan, ularning ko'ndalang kesimi 0,3-0,4 *mkm* ga teng. Bunday zarralar yirik molekular (masalan, suv) bo'lishi mumkin (chang emas). Yer atmosferasida yorug'likni sochilishi natijasida kuchsizlanishi quyidagi formula yordamida hisoblanadi:

$$\Delta m_R = 1.086 \frac{32\pi^3 (n-1)^2}{3N\lambda^4} H_0, \quad (5.2)$$

bu yerda n – atmosfera (havo) ning sindirish koeffitsienti, N – havo molekulari konsentratsiyasi, λ – nurlanishning to'lqin uzunligi, H_0 – bir jinsli atmosfera balandligi. Sof tiniq atmosferada sochilish natijasida har xil to'lqin uzunlik (λ) dagi nurlarda kuchsizlanish miqdori 5.2-jadvalda keltirilgan.

5.2-jadval

λ , mkm	0,3	0,4	0,5	0,6	0,7	0,8
Δm_R	1,237 ^m	0,367 ^m	0,146 ^m	0,070 ^m	0,037 ^m	0,022 ^m

Sof tiniq atmosfera sharoitida osmon binafsha-ko'k rangda bo'lishi kerak. Bizning ko'zimiz binafsha rangdagi nurlarni yaxshi ko'rmaydi, shuning uchun osmon ko'k bo'lib ko'rinadi. Ayrim hollarda, os-

mon oqish ko'k bo'lib ko'rinadi. Buning sababi havoning molekulyar tarkibi bilan bog'langan. Agar havoda katta suv molekullari bilan aralashgan chang zarrachalari bo'lsa, sochilayotgan nurning tarkibi o'zgaradi. Kuchsizlanish miqdori $\Delta m_s = 1,086\beta/\lambda^\alpha$ formula yordamida hisoblanadi. Bu yerda β – atmosferaning changlanish darajasini belgilaydi, α esa, atmosfera zarralarining kattaligiga bog'liq. Agar zarralar juda mayda bo'lsa, $\alpha=4$ va katta zarralar uchun $\alpha=1$. O'rtacha atmosfera sharoitida $\alpha=1,3$ va $\beta=0,2-0,04$ atrofida bo'ladi.

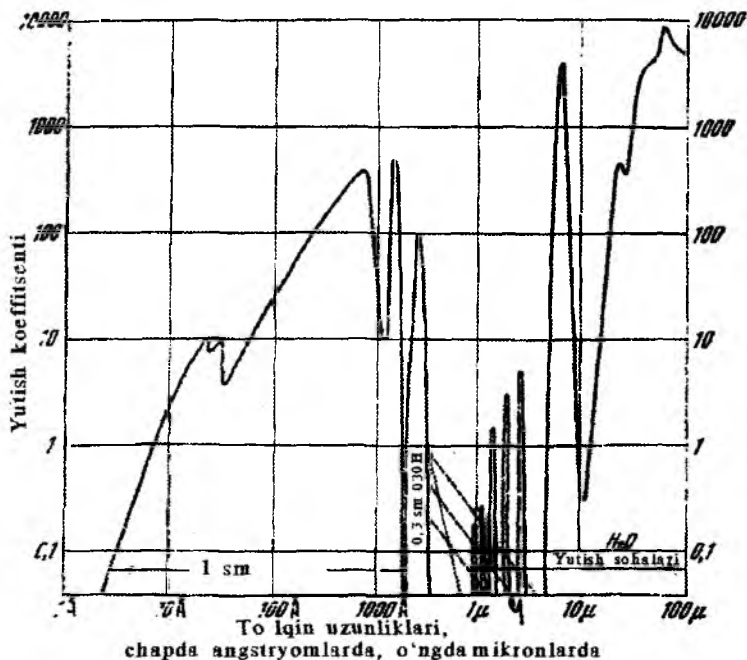
Demak, yoritqich nurini atmosferada kuchsizlanishi, uning rangini va kuzatilayotgan spektrida energiyani taqsimlanishini ham o'zgarishiga olib keladi. Aniq fotometik ishlarni bajarishda buni ham hisobga olish zarur.

Quyosh gardishining yaqin atrofida osmonning yorug'ligi bilan atmosferaning tiniqligi orasida bog'lanish mavjud. Atmosfera qancha tiniq bo'lsa, Quyosh gardishi atrofidagi ko'k osmon shuncha gardish chetiga yaqin ko'rinadi. Osmon qoramtir ko'k bo'ladi. Bosh barmoq bilan Quyosh gardishini bekitganda, barmoq chetida ko'k osmon ko'rinsa, atmosfera yetarli darjada tiniq hisoblanadi.

Yirik chang zarralari atmosferaning pastki (balandligi $h < 3000m$) qatlamlarida joylashadilar va dengiz sathidan 3000 *m* dan balandda ularning konsentratsiyasi kam va nurni ularda sochilishi Relyey formulasi bilan ifodalanadi. Shuning uchun katta teleskoplar baland tog'lar ustiga o'rnatiladi.

5.2.3. Yer atmosferasida nurlanishni yutilishi. Yer atmosferasida yoritqichdan kelayotgan nurlanishning ko'p qismi atmosferadagi molekullar (N_2 , O_3 , H_2O , SO_2 va SO) tomonidan yutiladi va Yer yuziga etib kelmaydi. Yutilgan energiya molekullarning parchalanishiga va ularning kinetik energiyasini oshirishga sarf bo'ladi. Ma'lumki, atomlar va molekullarning yutish koeffitsienti chastotaga bog'liq. Shuning uchun atmosferada nurni yutilishi selektiv xususiyatga ega. Yer atmosferasi yorug'lik nurlarida (290,0-700,0 *nm*), reley sochilishini hisobga olmaganda, deyarli tiniq.

Biroq qisqa to'liqlar ($\lambda < 290$ *nm*) da atmosfera butunlay notiniq va bu notiniqlik asosan azot va kislorod molekullarida nurlanishni to'la yutilishi bilan bog'liq. To'liq uzunligi 320 *nm* dan 210 *nm* gacha bo'lgan nurlanish azon qatlam (u 18-30 *km* balandliklarda joylashgan) da yutiladi.



5.4-rasm. Yer atmosferasida nurlanishni yutilishi va kuchsizlanishi.

Bu yutilishdan qutilish uchun teleskopni atmosferadan tashqariga ($h > 250 \text{ km}$) chiqarish kerak. Uzun to'liqli nurlar ($0,8 \mu$ dan 1 mm gacha) suv bug'i va karbonat anhidrid tomonidan ma'lum to'liq uzunliklari oraliqlarida yutiladi. Kuchli yutish sohalari orasida qis-

5.3-jadval

Yer atmosferasining nurlanishni kuchsizlantirish k_λ va o'tkazish koeffitsiyentlari p_λ

λ, mkm	k_λ	p_λ	λ, mkm	k_λ	p_λ	λ, mkm	k_λ	p_λ
0,20	20	0,00	0,4	0,46	0,63	0,8	0,063	0,939
0,26	89	0,00	0,5	0,23	0,795	0,9	0,049	0,952
0,3	4,5	0,011	0,6	0,17	0,844	1,0	0,040	0,961
0,36	0,67	0,51	0,65	0,127	0,881	1,2	0,029	0,971
0,38	0,55	0,58	0,7	0,093	0,911	1,4	0,022	0,978

man o'tkazish sohalari ham bor. Masalan, 0,95 *mkm* dan 1,3 *mkm* gacha yoki 8-13 *mkm* oraliqlarda kuzatishlar bajarish mumkin. Bu sohalarda osmon yoritqichlarining nurlanishi 25 % ga kuchsizlangan bo'ladi, xolos.

5.2.4. Teleskopning optik qismlari va sirtlarida nurlanishni yutilishi va sochilishi. Linza yasashda ishlatiladigan xom-ashyo (kvars shisha) ozmi-ko'pmi nurlanishni yutadi. Yutilish miqdori linzada nur bosib o'tgan yo'lining uzunligiga bog'liq va u nurning to'lqin uzunligi bo'yicha o'zgaradi. Odatda, yutilish miqdori bir sm yo'l uchun beriladi. Masalan, vizual nurlarda yutilish miqdori kron (shisha turi) da 1-4% ni, flint (shisha turi) da 2-6% ni tashkil etsa, ultrabinafsha nurlar ($\lambda=0,35$ *mkm*) da kron da 10, flintda esa 80% ga etadi. Ultrabinafsha nurlarda flint notiniq bo'lganligi uchun obyektiv yasashga yaramaydi. Bu nurlarda shishaning maxsus navi, uviol ishlatiladi.

Linzalarda nurlanishni isrof bo'lishining yana bir turi bu ochiq sirtlardan uni aks qaytishi bilan bog'liq. Nur, har xil sindirish koefitsientiga ega bir muhitdan ikkinchisiga o'tganda, chegara sirtlardan aks qaytadi. Bu qaytgan nurlanishning intensivligi (I) tushayotgan intensivlik (I_0) bilan Frenel formulasi yordamida quyidagicha ifodalanadi:

$$I = I_0 \left(\frac{n-1}{n+1} \right)^2, \quad (5.3)$$

bu yerda n bir muhitni ikkinchisiga nisbatan sindirish koefitsienti. Agar nurni muhitlarda yutilishi hisobga olinmasa, havodagi kron ($n=1,52$) linzadan nur o'tayotganda aks qaytish natijasida uning intensivligi 8%, flint linzada esa 11% ga kamayadi. Ikki linzali obyektivlarda kamayish 18-20%, to'rt linzalilarda esa 35% ga etishi mumkin.

Shisha linzalarning bu nuqsoni ular sirtiga yupqa (qalinligi $n_1 \lambda/4$ ga teng) qatlam hosil qiluvchi maxsus ($n_1 = \sqrt{n}$ sindirish koefitsientiga ega) tiniq bo'yoq qatlam surish yo'li bilan bartaraf etiladi. Bunday obyektivlar **oydinlashtirilgan optika** deb ataladi.

Linzali obyektivlarda nuqson hisoblangan undan nurni aks qaytishi kuzguli obyektivlarning ko'rki (afzalligi) hisoblanadi. Ya'ni, ko'zgu, unga tushayotgan nurni qancha ko'p qaytarsa, u shuncha sifatli sanaladi. XIX asrning o'rtalarigacha astronomik ko'zgular bron-zaning maxsus navidan yasalar edi. Yangidan yaltiratilgan bunday

ko'zgu unga tushayotgan nurning 60% ni qaytaradi. 1856-yilda Fuko ko'zgu yasash uchun shisha ishlatdi. Silliqlangan shisha yuziga, dastlab, kumush, keyinchalik esa alyuminiy purkab ko'zgular yasala boshlandi. Yangi kumush ko'zgu unga tushayotgan nurning 95% ni qaytaradi. Alyuminiylangan ko'zgu keng spektral diapazonda (0,25-1,00 *mkm*) 85-90% qaytarishni ta'minlaydi va qaytaruvchi qatlamning yuqori darajada mustahkamligi uchun, hozirgi zamonda ham, alyuminlash usuli qo'llaniladi.

5.2.5. Kosmik radionurlanishni o'tishiga Yer atmosferasining ta'siri. To'lqin uzunligi 1 *sm* dan 30 *m* gacha bo'lgan elektromagnit to'lqinlar diapozonida Yer atmosferasi yuqori darajada tiniq. Biroq, Quyoshning ultrabinafsha nurlari Yer atmosferasining yuqori qatlamlaridagi atomlarni ionlantiradi. Ionlar va elektronlardan iborat bunday muhit (ionosfera) radioto'lqinlarni aks qaytaradi va yutadi. Bu muhitning sindirish koeffitsienti unda elektron konsentratsiyasi (n_e) ga va chastota (ν) ga bog'liq.

$$n = \sqrt{1 - \frac{n_e e^2}{\nu^2 \pi m}}, \quad (5.4)$$

bu yerda e , m – elektron zaryadi va massasi. Bu formuladan $n < 1$ ligi ko'rinib turibdi va u optik qalin muhitdan yupqa muhitga o'tishga mos keladi. Bu esa, to'la aks qaytishni berishi mumkin va u $n=0$ ga mos keladigan kritik chastota, $\nu_s^2 = n_e e^2 / \pi m$ dan, past chastotalarda ro'y beradi. Kritik chastotaning son qiymati

$$\nu_k = 8980 \sqrt{n_e} \text{ gts}, \quad (5.5)$$

ga to'g'ri keladi. Ionosferada elektron konsentratsiyasi va kritik chastota kunlik va yillik davr bilan, shuningdek, Quyoshda ro'y berayotgan jarayonlarga bog'liq ravishda tasodifan o'zgarib turadi. Ionosfera bir necha qatlamlardan iborat. Uch yuz km balandlikda joylashgan F_2 qatlam eng yuqori elektron konsentratsiyaga ega. Bu qatlamda, tush paytida, $n_e = 1,5 \cdot 10^6$ ga va yarim tunda, $2,5 \cdot 10^5$ ga teng. Bu qatlamga kunduzi tik tushayotgan radiotulqinlarning chastotasi $\nu < 11 \text{ Mgts}$ ($\lambda > 27 \text{ m}$) va kechasi $\nu < 3,6 \text{ Mgts}$ ($\lambda > 83 \text{ m}$) lari undan aks qaytadi. Shuning uchun biz kunduzi faqat $\lambda < 27 \text{ m}$ va kechasi $\lambda < 83 \text{ m}$ bo'lgan kosmik radionurlanishlarinigina qabul qila olamiz. Bu sonlar, albatta, o'rtacha sharoit uchun hisoblangan,

aslida esa n_e o'zgarib turadi va ayrim hollarda chegara $\lambda < 20 \text{ m}$ gacha tushadi.

Shunday qilib osmon yoritqichlari nurlanishini o'lchash va tahlil qilishda ular nurlanishining Yer atmosferasida kuchsizlanishini hisobga olishimiz kerak bo'ladi. Kuchsizlanish miqdori nurlanishning to'liq uzunligiga bog'liq bo'lgani uchun har xil ranglarda yoritqichning yorug'ligini o'lchashda uni hisobga olish muhim ahamiyat kasb etadi.

5.3. Astrofotometriya

5.3.1. Astrofotometriyaning vazifalari. Astrofotometriya osmon yoritqichlari yorug'ligini o'lchash usullarini ishlab chiqadi va astrofizik amaliyotga qo'llaydi. O'lchash natijalarini tahlil qilish usullarini ishlab chiqadi.

Teleskopning obyektivi orqali o'tayotgan nurlanish oqimi yoritqich tasviri (difraksion gardishchasi) ning yoritilganini belgilaydi va uni o'lchab va yoritqichning uzoqligini bilgan holda yoritqichning yorug'lik kuchini yoki yorqinligini aniqlash mumkin. Bu ko'rsatkichlar endi yoritqichning energetik ko'rsatkichi bo'ladi va unga asosan yoritqichning temperaturasini aniqlash mumkin. Obyektiv yordamida yig'ilgan nurlanish oqimi priyomnikda ma'lum signal yoki taassurot hosil qiladi. Bu signal bilan yoritqich hosil qilayotgan yoritilganlik orasidagi bog'lanish har xil bo'lishi mumkin.

Nurlanish priyomnigi (o'lchash asbobi) da hosil bo'lgan taassurot (signal) miqdori bilan unga tushayotgan nurlanish oqimi orasidagi bog'lanishni topish zarur bo'ladi. Bundan tashqari, yoritqichdan kelayotgan nurlanish oqimi priyomnikka tushguncha, u Yer atmosferasi va teleskopning optik sirtlari va qismlari orqali o'tadi va ularda yutiladi va sochiladi. Yoritqichning haqiqiy energetik ko'rsatkichlarini chiqarishda bu ham hisobga olinishi zarur.

Yer atmosferasi va teleskopning optik qismlarida osmon yoritqichidan kelayotgan nurlanish oqimining yuqorida sanab o'tilgan va boshqa o'zgarishlarini hisobga olgan holda astronomik o'lchashlar bajarish va ular natijalarini tahlil qilish usullarini ishlab chiqish **astrofotometriyaning** asosiy masalasi hisoblanadi. Har bir nurlanish priyomnigi (o'lchash asbobi) o'ziga xos spektral sezgirlikka va unga tushayotgan nurlanish oqimiga mos va o'ziga xos taassurot hosil

qilish xususiyatiga ega bo'ladi. Shuning uchun har bir priyomnik uchun o'lchash va tahlil qilish usullari ishlab chiqilgan va shunga ko'ra astrofotometriya bir necha bo'limlarga, masalan, vizual, fotografik, fotoelektrik va radiometrik astrofotometriyaga bo'linadi. Hozirgi paytda astrofizik tekshirishlarda asosan yuqori aniqlikka ega fotoelektrik va radiometrik usullar qo'llaniladi. Bu usullarga o'tishdan oldin qisqacha vizual va fotografik usullarga to'xtalamiz.

5.3.2. Vizual astrofotometriya. Osmon yoritqichlari yorug'ligini ko'z yordamida solishtirish yo'li bilan o'lchashga asoslangan usul vizual astrofotometriyaning asosini tashkil etadi. Hozirgi zamonda bu usul kam qo'llaniladi, biroq, u fotometriyaning rivojlanishida juda katta rol o'ynagan. Bu usul soddaligi bilan boshqalardan farq qiladi va ayrim hollarda, masalan, o'zgaruvchan yulduzlarni tekshirishda yaxshi natijalar berishi mumkin.

Vizual fotometriyada nurlanish priyomnigi vazifasini kuzatuvchi astronomning ko'zi bajaradi va osmon yoritqichlarining yorug'ligi bir-biri bilan solishtiriladi va ularning yulduziy kattaliklari ayirmasi o'lchanadi. Bunda, yorug'ligi noma'lum yulduzning tasviri, boshqa yulduziy kattaligi ma'lum, yulduzniki yoki sun'iy yorug'lik manbainiki bilan solishtiriladi. Odam ko'zi yuqori darajada (1%) yorug'liklar farqini sezish qobiliyatiga ega. Agar ikkita osmon yoritqichining yorug'lik kuchi yoki intensivligi I_1 va I_2 , ulardan kelayotgan nurlanish oqimi F_1 va F_2 , ular hosil qilayotgan yoritilganlik E_1 va E_2 bo'lsa, bularning nisbati $I_1/I_2 = F_1/F_2 = E_1/E_2 = n$ bir-biriga teng va ularning yulduziy kattaliklari ayirmasi $m_2 - m_1 = 2.5 \lg(n)$ ga teng bo'ladi. Kuzatuvchi astronomning vazifasi n -ni topishdan iborat. Buning uchun ikkita yoritqichdan yorug'rog'ini nuri maxsus tayyorlangan xiralatgich orqali o'tkaziladi va u yordamida ikkinchisiga teng bo'lguncha xiralashtiriladi. Agar xiralatkichning xiralatish kuchi oldindan ma'lum bo'lsa, u holda, yuqoridagi munosabatdan yulduziy kattaliklar farqi hisoblanishi mumkin. Xiralatkich sifatida 1) fotometrik pona, 2) diametri o'zgartiriladigan diafragma, 3) ikkita polyaroiddan iborat asbob qo'llanilishi mumkin.

1). Fotometrik pona, bu ma'lum notiniqlikka ega shishadan pona shaklda yasalgan asbob bo'lib, uning xiralatish miqdori nur o'tayotgan qismi qalinligiga bog'liq bo'ladi. Xira yulduzning nuri (I_1) ponaning eng tiniq joyidan va yorug'rog'ini (I_2) ki esa, ponaning shunday joyidan o'tkaziladiki, undan o'tayogan nurlarning inten-

sivligi xira yulduzlikiga teng bo'lsin. U holda, yorug' yulduz nuri intensivligi (I_2) ning kamayish darajasi ponaning nurlar o'tayotgan joylar orasidagi masofa (l) ga proporsional bo'ladi, ya'ni $m_2 - m_1 = 2.5 \lg(I_1/I_2) = kl$. Bu yerda k — fotometrik ponaning doimiy-si, ya'ni uzunlik birligiga mos keladigan va yulduziy kattaliklarida ifodalangan xiralatish darajasi. Bir jinsli yaxshi fotometrik pona yasash mashaqqatli ishdir. Bu jihatdan ikkita polyaroiddan yasalgan xiralat-kich maqsadga muvofiqdir.

2). Polyarizatsion xiralatgich. Biz bunday asbob to'g'risida nur saralagichlarga bag'ishlangan bobda to'xtalgan edik. Agar yorug'roq yulduzning nuri polyaroidlar orqali, xirasiniki esa to'ppa-to'g'ri o'tkazilsa va polyaroidlardan birini teleskopning optik o'qi atrofida asta-sekin aylantirib yoritqichlar yorug'ligini tenglashtirish mumkin bo'ladi. Shunda polyaroidlarda nurni kuchsizlanish miqdori ularning qutblantirish tekisliklari orasidagi burchak (φ) ning kosinusi kvadratiga proporsional bo'ladi, ya'ni $I_1/I_2 = \cos^2 \varphi$. Bu yerda, I_2 polyaroidlarga tushayotgan intensivlik. U holda,

$$m_2 - m_1 = 2.5 \lg(k \cos^2 \varphi) = 5 \lg(\cos \varphi) + 2.5 \lg k. \quad (5.6)$$

bu yerda k — polyarizatsion xiralatkichning doimiy-si va u $\varphi=0$ bo'lganda yulduziy kattaliklar farqiga teng, ya'ni $k = 10^{0.2(m_2 - m_1)}$.

5.3.3. Vizual fotomerik o'lchashlarning aniqligi va xatolari. Odam ko'zining fotometrik sezgirlik chegarasi 1% ga teng, ya'ni yoritilganliklar farqi 1% bo'lganda ham ko'z bu farqni seza oladi. Bu xususiyat yaxshi ko'rish sharoitlarida va yorug' yuzalarni solishtirib o'rganishda amal beradi. Bunday solishtirib o'lchashlarning aniqligi yuqori $0,020^m - 0,005^m$, ya'ni ularning xatosi yulduziy kattaliklarda $0,020^m$ dan oshmaydi. Biroq, yulduzlarni solishtirib ular yorug'ligini o'lchashlarda xato 5-10% , tajribasiz kuzatuvchilarda hatto 20% gacha etadi. Shuning uchun vizual astrofotometrik o'lchashlarning xatosi $0,15^m - 0,07^m$ bo'lsa, bu hol normal hisoblanadi.

Yulduzlarni bir-biri bilan solishtirishda osmon sahni yorug'ligi katta rol o'ynaydi. Yulduzning nuri xiralatkich yordamida kuchsizlantirilayotganda, uning atrofidagi osmon ham xiralashadi. Ikkinchi yulduz atrofidagi osmon endi birinchi yulduz atrofidagidan yorug'roq bo'lib qoladi. Bu yulduz kattaliklari farqini o'lchashda xatoliklarga olib keladi. Agar solishtirilayotgan yulduzlar har xil rangda bo'lsa, bu ham katta xatoliklarga olib keladi. Bundan tashqari,

har bir kuzatuvchining ko'zi ma'lum spektral sezgirilikka ega va boshqa-boshqa kuzatuvchilar tomonidan o'lchangan yulduziy kataliklar xatosi $0,2^m-0,3^m$ gacha yetishi mumkin.

5.3.4. Yulduzlar yorug'ligini qurollanmagan ko'z yordamida baholash. Astronomik amaliyotda yulduzlar yorug'ligini o'lchash yoki solishtirish asbobisiz yetarli darajada yuqori aniqlikda ($0,1^m$) baholash usullari ham ishlab chiqilgan va ayrim hollarda, masalan, o'zgaruvchan yulduzlar yorug'ligini o'lchashda ulardan foydalanish mumkin. Bunday usullar astronom olimlar F.V. Argelandr (1799-1875), E.Ch. Pikkering (1846-1919), A.Neyland (1868-1936) va S.N. Blajko (1870-1956) tomonidan ishlab chiqilgan.

a). Argelandr usuli. Yorug'ligi o'zgaruvchan yulduzni v bilan belgilaylik va uning yaqin atrofida shunday yulduz (a) tanlaymizki, ularning yorug'ligi kuzatishlar boshida (t_0) teng bo'lsin, ya'ni $a=v$. Vaqt o'tishi bilan v yulduzning yorug'ligi o'zgaradi: v yulduzning yorug'ligi a nikidan zo'rg a seziladigan bo'lgan payt t_1 da $a1v$, ya'ni o'zgaruvchan yulduz a yulduzdan bir birlikka yorug'lashdi deb yozib qo'yamiz. Yana biroz vaqt o'tgach, v ning yorug'ligi a nikidan oshganligi yaqqol ayon bo'lgach, t_2 da $a2v$ deb yozamiz, ya'ni, v yulduz a dan ikki pog'ona yorug'lashdi. Bunday kuzatishlarni v yulduzning yorug'ligi a nikidan 4 pog'ona oshguncha davom ettiramiz va yozib boramiz. Shundan keyin solishtirish uchun boshqa, a ga nisbatan yorug'roq, b yulduz tanlaymiz va davom ettiramiz: t_3 da $b1v$, t_6 da $b2v$, t_7 da $b3v$ bo'lsin. Endi solishtirish uchun yana ham yorug'roq yulduz (s) tanlaymiz va t_8 da $s1v$, $s2v$, $s3v$ tarzda davom etamiz. Bu o'lchashlardan $b-a=5$, $s-b=4$ ekanligini topish mumkin. Agar $a=0$ deb hisoblasak, $b=5$, $s=9$ va t vaqt momentida $anvmb$

uchun $v = a + \frac{(b-a)}{(n+m)}$ bo'ladi.

b). Pikkering usuli: O'zgaruvchan yulduz atrofida ikkita (a va b) yulduz shunday tanlanadiki ulardan biri (a) v dan yorug' ikkinchisi (b) esa xira bo'lsin. a va b yulduzlarning yorug'liklari ayirmasini xayolan 10 ta oraliqqa bo'lamiz va shu oraliqda o'zgaruvchan yulduz (v) ning o'rnini belgilaymiz. Masalan, t_0 vaqt momentida v yulduz a dan uch birlik xira, biroq b dan 7 birlik yorug' bo'lsin, ya'ni $a3v7b$. Boshqa t_1 vaqtda $a2v8b$, t_2 vaqtda esa, $a1v9b$ bo'lsin. U holda, a va b yulduzlarning yorug'ligi m_a va m_b bo'lsa, yuqoridagi yozuvlarga asoslanib

$$t_0 \text{ da } m_v = m_a + \frac{3(m_b - m_a)}{10} \text{ yoki } m_v = m_b + \frac{7(m_a - m_b)}{10},$$

$$t_1 \text{ da } m_v = m_a + \frac{2(m_b - m_a)}{10} \text{ yoki } m_v = m_b + \frac{8(m_a - m_b)}{10}$$

va hokazo ifodalarni yozish va ular yordamida o'zgaruvchan yulduzning yorug'ligini hisoblash mumkin.

s). Neyland-Blajko usuli: Yuqorida ko'rilgan usullarning afzalliklaridan foydalaniladi va kamchiliklari bartaraf etiladi. Birinchi usulning kamchiligi v yulduz bitta yulduz bilan solishtiriladi bu uning kamchiligi, ikkinchi usulda ikki yulduz yorug'liklari farqi xayolan o'nta bo'lakka bo'linadi. Buni yaxshi amalga oshirish qiyin va xatoliklarga sababchi bo'ladi. Neyland-Blajko usulida v yulduzning yorug'ligi ikkala yulduzniki bilan bir vaqtning o'zida solishtiriladi va baholanadi. Bu yulduzlarning biri (a) v dan yorug', ikkinchisi (b) esa xira bo'lishi kerak. Solishtirish yulduzlarining yulduziy kattaliklari yulduz jadvllaridan olinadi va o'zgaruvchan yulduzning yorug'ligi hisoblanadi.

Bu usullar yordamida yulduzning yorug'ligi $\pm 0,1^m$ dan oshmaydigan xatolik bilan o'lchanishi mumkin va ular o'zgaruvchan yulduzlar, meteorlar va kometalarning yorug'ligini baholashda qo'llaniladi.

5.3.5. Vizual fotometrik yulduzlar jadvallari. Yulduzlarning birinchi fotometrik jadvali meloddan oldin II asrda grek olimi Gipparx tomonidan tuzilgan. Unda odam ko'zi yordamida yorug'ligi o'lchangan 1000 dan ortiq yorug' yulduz ro'yxati berilgan. Bu jadvalda yulduzlar yorug'liklari bo'yicha 5 ta yorug'lik guruhiga ajratilganlar. Eng yorug' yulduzlar birinchi guruhga, eng xiralari esa, beshinchi guruhga kiritilgan. Yulduzlarning ikkinchi jadvalini Mirzo Ulugbek boshliq Samarqand astronomlari XV asrda tuzganlar.

Teleskop ixtiro etilgandan keyin, astronomlar uni yulduzlarning yorug'ligini baholashga qo'llaydi. An'ana bo'yicha, yulduzlarning yorug'ligi yulduziy kattaliklarida ifodalanadi. XIX asrda Bonn (Germaniya) observatoriyasida 9^m -kattalikkacha bo'lgan yulduzlarning yorug'ligi ko'z yordamida o'lchandi. XIX asrning 80-yillarida Potsdam (Germaniya) va Garvard (AQSh) observatoriyalarida yulduzlarning yorug'ligi vizual fotometr (polyarizatsion xiralatkich) yordamida o'lchash ishlari boshlanadi. XX asr boshiga kelib, yorug'ligi

6^m,5 dan yorug' bo'lgan yulduzlarning 9110 tasini yulduz kattaligi Garvard, 7,5^m dan yorug' yulduzlarning 14199 tasini Potsdam observatoriyalarida o'lchandi va jadval sifatida chop etildi. Bu jadval-larning ichki xatosi yetarli darajada kichik ($\pm 0,1^m$) bo'lsada, ular-ning bir-biridan farqi katta ekanligi ma'lum bo'ldi. Bu kuzatuvchi-lar ko'zining sezgirligiga, ularning tajribaliligiga va uslubiyatiga bog'liq. Bunday jadvallar subyektiv sabablar va xatolardan holi emas. Bu jihatdan fotografik va, ayniqsa, fotoelektrik usullar vizual usuldan ancha ustun turadi.

5.4. Fotografik astrofotometriya

5.4.1. Yulduzlar osmonining negativ tasviri. Yulduzning yorug' ligini uning fotoplastinkaga tushirilgan tasviriga (negativdagi tasviriga) ko'ra aniqlash, fotografik astrofotometriyaning asosini tashkil etadi. Yulduz qancha yorug' bo'lsa, uning negativdagi tasviri shuncha qora bo'ladi. Demak, tasvirning qorayish darajasi yoki fotografik zichligi bilan yoritilganlik orasida bog'lanish mavjud. Bu bog'lanish nega-tivning xarakteristik egri chizigi (XEC_H) da o'z ifodasini topadi. Agar negativning XEC_H ma'lum bo'lsa, uning yordamida tasvir-ning zichligiga ko'ra fotoplastinkada yulduz nuri hosil qilgan yoritil-ganlikni topish mumkin. Pogson formulasi esa, yoritilganliklar nis-batidan yulduziy kattaliklar ayirmasini topishga imkon beradi. Shun-day qilib yoritqichning yorug'ligini aniqlash uchun negativning XEC_H ni topish zarur. Bu amal negativni **kolibrovka qilish va stan-dartlash** deb ataladi.

5.4.2. Negativni xarakteristik egri chizig'ini topish. Fotomate-rialning XEC_H i, uning kontrast sezgirligiga va ochilish sharoitiga bog'liq. Shuning uchun XEC_H ni topish maqsadida fotoplastinkaning bir qismiga yorug'ligi ma'lum bo'lgan, qolgan qismiga esa yorug'ligi o'lchanishi kerak bo'lgan yoritqichlarning surati tushiriladi. Bu surat-lar iloji boricha bir xil ekspozitsiya (*Et*) bilan olinishi zarur. Shundan keyin, fotoplastinkaga ishlov beriladi (u ochuvchi eritmaga solinadi, yuviladi, fiksajga solinadi va yana oqar suvda yuviladi).

Yorug'ligi ma'lum manba sifatida naychalardan iborat fotometr yoki pog'onali xiralatkich qo'llaniladi. Naychasimon fotometr ki-rish teshiklari har xil va chiqish teshiklari bir xil kattalikdagi kesma konussimon naychalardan iborat. Uning chiqish teshiklari tomoni-

ga fotoplastinkaning bir cheti yopishtirib joylashtiriladi va kirish teshiklari tomonidan bir tekis yorug'lik tushiriladi. Shundan keyin, fotoplastinkaning qolgan qismiga yorug'ligi o'lchanishi kerak bo'lgan yulduzlar osmonining teleskop fokusidan biroz chetroqdagi surati tushiriladi (fokal tekislikdagi yulduz tasviri nuqtasimon bo'ladi va negativdagi uning suratini o'lchashda xatoliklar vujudga kelishi mumkin). Naychasimon fotometrning tasviri yonma-yon joylashgan 10 tacha har xil qoralikdagi gardishchalar qatoridan iborat bo'ladi. Naychasimon fotometrning tasvirlarida yoritilganlik kirish teshiklarining radiusi kvadratiga (yuzasiga) proporsional bo'lgani uchun ikkita tasvirning yulduziy kattaliklari ayirmasi

$$m_1 - m_2 = 5(\lg r_2 - \lg r_1). \quad (5.6)$$

Bu yerda r_1 va r_2 — naychalarning kirish teshigi radiuslari ($m_1 - m_2$) esa, ularga mos keladigan yulduziy kattaliklar ayirmasi. Tasvirlarning qoralik darajasi yoki fotografik zichligi (D) maxsus asbob, mikrofotometr yordamida o'lchanadi.

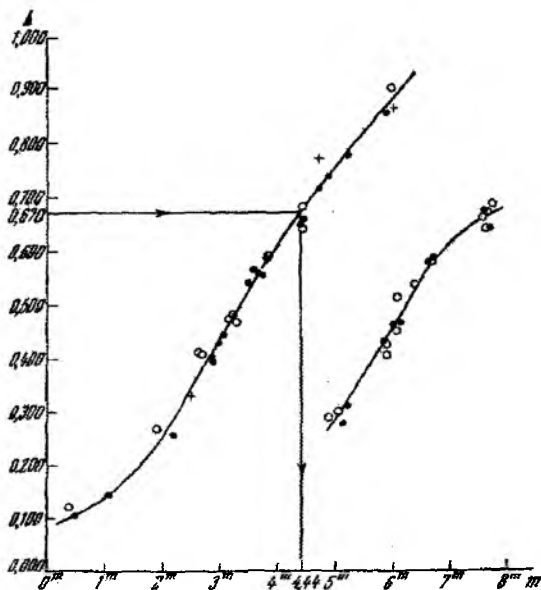
Mikrofotometrda o'zgaras yorug'lik kuchiga ega bo'lgan maxsus pilliksimon elektr lampochka (L) dan sochilayotgan nur dastasi yo'lga negativdagi (P) tasvir kiritiladi. Tasvirdan o'tgan nur fotoelement (Pe) ga tushadi va unda tushayotgan nur intensivligiga mos tok kuchi (i) hosil bo'ladi. Agar tasvirga tushayotgan nurning intensivligi I_0 va undan o'tgan nurniki I bo'lsa tasvirning fotografik zichligi

$$D = \lg \left(\frac{I}{I_0} \right) = \lg \left(\frac{i - i_k}{i_0 - i_k} \right) \quad (5.7)$$

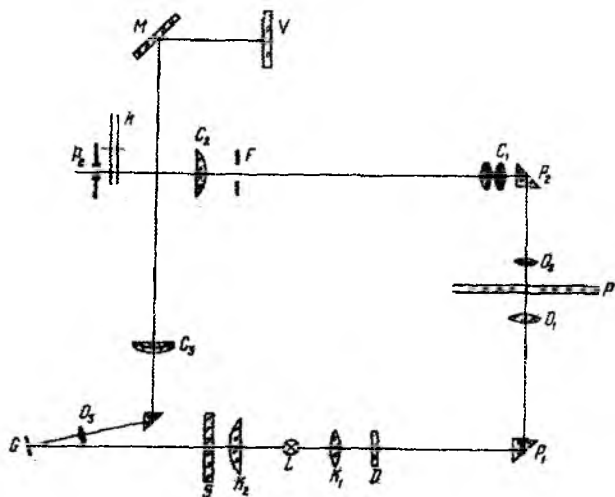
bu yerda i , i_0 va i_k — tasvirda, undan chetroqda (qoraymagan joqda, fonda), negativning toza joyida va fotoelement bekitilganda milliampermetrni ko'rsatishlari (tok kuchlari).

Naychasimon fotometrni har bir tasvirining zichligi (D_n) o'lchanadi va ularga mos keladigan yulduziy kattaliklari $m = 5 \cdot \lg r_n$ bo'lgani uchun, kirish teshigi radiusining logarifmi absissa o'qi bo'ylab unga mos keladigan zichlik D_n ordinata o'qi bo'ylab qo'yiladi. Hosil bo'lgan nuqtalar (D_n , $\lg r_n$) ni tutashtiruvchi chiziq kuzatishda ishlatilayotgan fotoplastinkaning XECh bo'ladi. Bu amallar fotoplastinkani **kolibrovkalash** deb ataladi. Endi uni standartlash zarur.

Negativni standartlash uchun yulduziy kattaligi ma'lum yulduz tasvirini yuqoridagi singari yo'l bilan o'lchab, tasvirning fotografik



5.5-rasm. Negativning xarakteristik egri chizig'i.



5.6-rasm. Mikrofotometr. P – negativ, L – lampa, G – galvanometr, V – ekran, Pe – fotoelement.

zichligini topamiz va u bilan XECh ga kirib, absissa o'qida unga mos keladigan yulduziy kattalikni qo'yamiz. XECh standartlangandan so'ng yulduzlar tasvirini o'lchashga o'tiladi.

Mikrofotometrning fotometrik nur dastasi yo'liga birin-ketin yorug'ligi o'lchanishi kerak bo'lgan yulduzlar kiritilib yuqoridagi o'lchashlar bajariladi. Har bir yulduz tasviri o'lchangandan (*i* galvanometrni ko'rsatishi) keyin, tasvir yonidagi negativning oydin joyi (i_0) va qorong'ilik toki (i_k) o'lchanadi. Ularga asosan, yuqoridagi formula yordamida yulduz tasvirining fotografik zichligi *D* o'lchanadi. XECh dan o'lchangan *D* ga mos keladigan yulduziy kattalik (*m*) topiladi.

XECh ni kolibrovka qilish va standartlashni bir vaqtda bajarish mumkin, agar osmonda yulduziy kattaligi ma'lum har xil yorug'likdagi yulduzlar to'dasi, ya'ni kichik maydonchaga joylashgan va bir yo'la suratga olish mumkin bo'lgan to'da bo'lsa. Bu holda, yulduziy kattaligi ma'lum yulduzlar tasvirining zichligini o'lchab, negativning XECh ni tuzamiz: absissa o'qi bo'ylab yulduziy kattaliklar (m_n), ordinata o'qi bo'ylab esa, ularga mos yulduzlar tasvirining zichligi (D_n) qo'yiladi va nuqtalar (m_n, D_n) dan o'tadigan egri chiziqning formulasi eng kichik kvadratik chetlanishlar usuliga asoslanib topiladi. Bu formula yoki u tasvirlaydigan egri chiziq, negativning XECh i bo'ladi va undan foydalanib yorug'ligi noma'lum yulduzlar tasvirining zichligiga asosan, ularning yulduziy kattaligini topish mumkin. Demak, bu usulni qo'llash uchun, osmonda har xil yulduziy kattalikka ega va yorug'ligini o'zgartirmaydigan va yorug'ligi aniq o'lchangan yulduzlar to'dasi bo'lishi zarur. Bunday to'dalar tanlangan va ular **fotometrik standartlar** deb ataladi.

5.4.3. Fotometrik standartlar. Bunday standart sifatida tarqoq yulduz to'dalari tanlanishi mumkin. Masalan, Hulkar nomli yulduzlar to'dasidan shu maqsadda foydalaniladi. Biroq, Hulkar tungi osmonda hamma vaqt ham ko'rinavermaydi (Quyoshning yillik ko'rinma harakati tufayli, u ma'lum vaqt davomida, kunduzgi osmonda bo'ladi). Buning uchun, tungi osmonda har kecha ko'rinadigan yulduzlar to'dasi bo'lishi zarur. XX asrning 20-yillarida olamning shimoliy qutbi atrofida joylashgan 96 ta yulduzlar majmuasi (ular Shimoliy Qutbiy Qator (ShQQ) deb ataladi) bosh standart sifatida qabul qilindi. Bu yulduzlarning yorug'ligi ($2,55^m$ dan to $20,10^m$ gacha oraliqni egallaydi) ko'pchilik observatoriyalar ishtirokida yax-

shilab tekshirildi va fotografik yulduziy kattaligi (m_{pg}) o'Ichandi. Keyinchalik bajarilgan o'Ichashlar, ana shu bosh standartga asoslanib bajarila boshlandi. ShQQ yulduzlari orasida qizil, sariq, oq yulduzlar bo'lib, ularning 79 tasini fotovizual kattaligi (m_{pv}) ham o'Ichangan. Bu yulduzlarning yulduziy kattaliklari fotometrik standartlarning xalqaro tizimini tashkil etadi va ular IP_g (xalqaro fotografik) va IP_v (xalqaro fotovizual) bilan belgilanadi. Bu tizimning xatosi $\pm 0,02^m$ dan oshmaydi. Biroq, keyinchalik bajarilgan fotoelektrik o'Ichashlar tizim faqat 6^m dan 15^m gacha oraliqda yetarli aniqlik berishi mumkinligini ko'rsatdi. Yorug' yulduzlarda xatolik katta ($0,19^m$ gacha) ekanligi ma'lum bo'ldi. Bu xatolik qo'llanilgan fotoplastinka naviga va teleskopga bog'liqligi aniqlandi.

Shunday qilib, fotografik fotometrik ishlar bir necha bosqichdan iborat: yorug'ligi o'Ichinishi kerak bo'lgan yulduzlar surati tushirilgan fotoplastinkaning bir chetiga ShQQ ni surati tushiriladi va shundan keyin fotoplastinka ochuvchi eritmaga tushirib ochiladi. Maxsus fotometr, u iris fotometr deb ataladi, uning yordamida yulduzlar tasviri o'Ichanadi. ShQQ yulduzlari bo'yicha negativning XECh topiladi va uning yordamida yorug'ligi o'Ichinishi kerak bo'lgan yulduzlarning yulduziy kattaliklari topiladi. Qutbiy qatorni suratga tushirish davomida teleskopning ko'rish maydonining aylanishi yulduzlar tasviri sifatini biroz buzadi. Bu kamchilik boshqa standartlar tuzishga majbur qildi. Shunday standartlardan biri Kop-teyn maydonchalaridir. Ular osmonning shimoliy qutbidan janubiy qutbigacha bir tekis joylashgan, diametri 15 yoy minutiga teng 206 ta maydonchalardir. Bu maydonchalardagi, yorug'ligi 16^m gacha bo'lgan, 250 ming yulduzning fotografik yulduziy kattaligi (m_{pg}) o'Ichandi. Aniqligi yuqori fotografik ($m_{pg} \leq 16^m$) va fotovizual ($m_{pv} \leq 12^m$) standartlar Hulkar va Yasli nomi yulduz to'dalari bo'yicha tuzilgan.

Savollar

- 1). Astrofotometriyaning asosiy vazifasi nimalardan iborat?
- 2). Nega osmon yoritqichlarining yorug'ligi Yer atmosferasida kuchsizlanadi va kuchsizlanish miqdori nimalarga bog'liq?
- 3). Yorug'likni Yer atmosferasida kuchsizlanishi qanday o'Ichanadi?

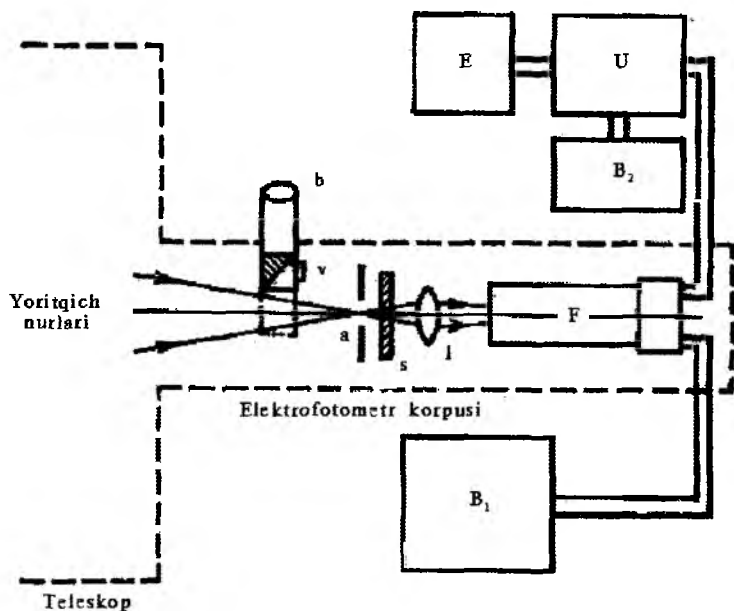
- 4). Yer atmosferasida yoruglikni yutilishi va sochilishi nimalarga olib keladi?
- 5). Nega radiodarchaning kengligi biroz kengayib va torayib turadi?
- 6).Linzali obyektivlarda nurni yutilishi qancha va u to'liq uzunlik bilan qanday bog'langan?
- 7). Nega linzali obyektivlar oydinlashtiriladi?
- 8).Vizual fotometrik o'lchashlar qanday prinsipga asoslanganlar?
- 9). Qurollanmagan ko'z yordamida baholash usullari va ularning xatosi?
- 10). Vizual fotometrik jadvallar to'g'risida nima bilasiz?
- 11). Negativni xarakteristik egri chizigi nima uchun kerak va u qanday topiladi?
- 12).Negativni kolibrovka qilish va standartlash nima?
- 13). Qanday fotometrik standartlarni bilasiz va ularning kamchiliklari?

5.5. Elektrofotometriya

5.5.1. Fotoelektrik o'lchash prinsipi va usullari. Nur ta'sirida metallndan elektron (fotoelektron) ajratish va uni elektr (magnit) maydonda harakatini boshqarish shu darajada mukammallikka yetdiki, natijada fotoelektrik fotometriya aniqligi bo'yicha tengi yo'q usulga aylandi. Hozirgi zamon astronomiyasida fotoelektrik o'lchash eng aniq va asosiy fotometrik usul hisoblanadi. Fotografik usul ko'plab yulduzlarni bir yo'lakay suratga tushirishga va o'lchashga imkon bersa, fotoelektrik usul yulduzlarni alohida-alohida o'lchashni taqozo etadi va ko'p mehnat talab qiladi.

Astrofotometrik o'lchashlar yulduz elektrofotometri yordamida bajariladi. Yulduz elektrofotometri fotoelektron ko'paytkich (FEK) asosida yasaladi. Bunday elektrofotometrning ikki xili mavjud: biri oniy taassurotga asoslangan bo'lsa, ikkinchisi yulduzdan kelayotgan fotonlarni sanashga, ya'ni taassurot yig'ishga asoslangan. Birinchi xil elektrofotometr ko'z singari ishlaydi va asosan yorug' yulduzlarning yorug'ligini o'lchashda qo'llaniladi, ikkinchi xili esa, o'ta xira yulduzlarni qayd qilishda qo'llaniladi. Ikkala holda ham FEK ni fotokatodiga yulduzning tasviri emas, balki undan kelayotgan va teleskop obyektivi yordamida yig'ilgan nurlanish oqimi tushiriladi va o'lchanadi. Fotokatod teleskopning chiqish qorachig'iga shunday

o'rnatiladiki, yulduzning obyektiv (bosh ko'zgu) dan o'tgan barcha nurlari fotokatodning nur sezuvchi yuziga tushadi, fotokatod yuziga teleskopning $(D/d)^2$ marta kuchraytirilgan, demak yoritilganligi shuncha marta kuchaytirilgan kirish teshigi (obyektiv) tasviri tushiriladi. Bu yerda: D – obyektiv, d – katod diametrlari. Shunday qilib, elektrofotometr yulduz nuri yoritib turgan teleskopning kirish teshigi yoritilganligini o'lchaydi.



5.7-rasm. Teleskopda yig'ilgan nurni Barlou linzasi (L) va FEK (Φ) ga tushishi.

Ma'lumki, yulduziy kattaliklar ayirmasini o'lchashda nurlanish oqimlari (F) nisbati yoritilganliklar (E) nisbatiga, u esa, elektrofotometrda hosil bo'lgan fototoklar (i) nisbatiga teng, ya'ni

$$m_2 - m_1 = 2.5 \lg(E_1 / E_2) = 2.5 \lg(F_1 / F_2) = 2.5 \lg\left(\frac{i_1 - i_q}{i_2 - i_q}\right). \quad (5.8)$$

Bu yerda i_q – elektrofotometr zanjirida qorong'ilik toki, F , E va i ning indeksleri birinchi va ikkinchi yulduzlarga tegishli bo'ladi. Yuqo-

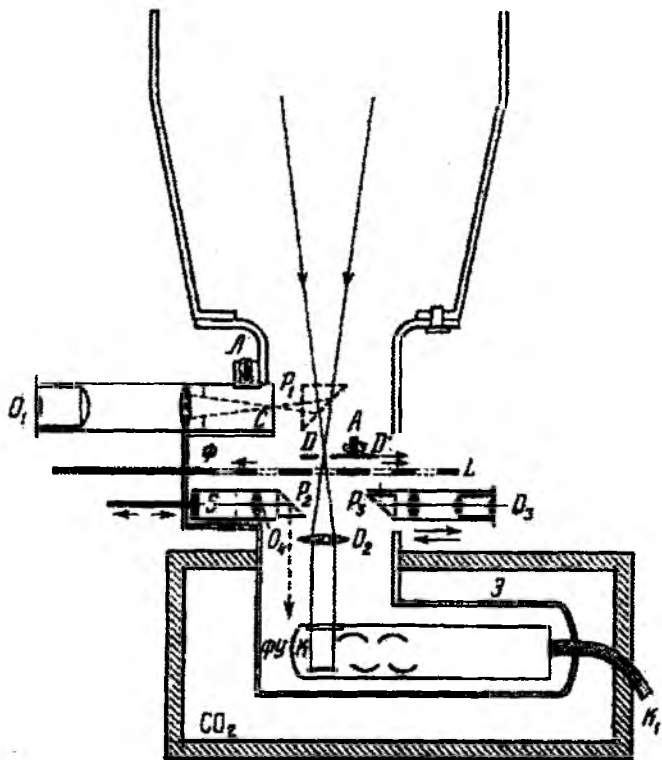
rida aytilgandek, elektrofotometr yulduz tasviri hosil qilgan yoritilganlikni emas, balki yulduzdan kelayotgan nurlanish oqimini o'lcaydi. Buning sababi, agar tasvirning yoritilganligi o'lchanganda, yulduz tasviri fotokatodni kichik bir qismiga tushar edi va bu yerda uning sezgirligi boshqa joydagidan, masalan, solishtiriladigan yulduz tasviri tushadigan joydagidan farq qilishi mumkin. Natijada hisobga olib bo'lmaydigan xatoliklar paydo bo'ladi. Yulduzdan kelayotgan nurlanish oqimi fotokatodning nur sezuvchi yuzasini to'la egallaydi va yorug'ligi aniqlanadigan va solishtiriladigan yulduzlar uchun bir xil o'lchash sharoiti ta'minlanadi va o'lchashda fotokatodning nur sezuvchi qatlami to'la ishlaydi. Bunday fotometr nuqtasimon manba (yulduz) ni sirti ko'rinadigan manba bilan solishtirib o'lchashga imkon beradi.

Elektrofotometrik o'lchashlar fotografik fotometriyadagi o'lchashlar singari, osmon sahni (foni) ga nisbatan bajariladi. Dastlab tekshirilayotgan yulduz yaqinidagi osmonning yorug'ligi, keyin esa, yulduzniki va yana osmonniki o'lchanadi. Bunday o'lchashlar ko'p marta takrorlanishi kerak va ularni o'rtachasi olinadi. Ular ko'p vaqt va mehnat talab qiladi. Bu kamchilik, bir yo'la ikkita FEK qo'llash yo'li bilan qisman bartaraf etiladi. Bu FEK larning sezgirligi bir xil va stabil (muqim) bo'lishi talab etiladi. Bunga qaramasdan, elektrofotometrik o'lchashlar sermashaqqatligicha qolib kelmoqda va yulduzlarni yakka-yakkalab o'lchashni taqozo etadi. Bu jihatdan CCD detektorlarga asoslangan fotometrilar talay afzalliklarga ega.

5.5.2. Yulduz elektrofotometrining tuzilishi va ishlashi. Yulduz elektrofotometri (YuE) fotoelektron ko'paytkich (FEK) asosida yig'iladi va teleskopning bosh fokusiga o'rnatiladi. Yuqorida ta'kidlaganimizdek, YuE yulduzlarni alohida-alohida o'lchashga mo'ljallangan asbob bo'lib, u yulduzdan kelayotgan nurlanish oqimini o'lcaydi. Shuning uchun yorug'ligi o'lchanishi kerak bo'lgan yulduz boshqa yulduzlardan ajratilishi va aynan shu yulduzdan kelayotgan nurlanish oqimi fotokatodga tushirilishi kerak. Buning uchun teleskopning fokal tekisligiga, fotometrni ko'rish maydonini chegaralovchi kichik (d) teshikli aylanuvchi diafragma (D) o'rnatiladi. Diafragmadan o'tgan yulduz nuri rangli shishalardan tuzilgan nur saralagichlar (Φ) orqali o'tib O_2 linzaga tushadi. Maydon (Fabri) linzasi deb ataluvchi bu linzaning oldingi fokal tekisligi teleskopning fokal tekisligi bilan ustma-ust tushirilgan va undan o'tgan nurlar

parallel holda katodga tushadi. Ya'ni, katod teleskopning chiqish qorachig'iga joylashtirilgan.

Yulduz tasvirini diafragma D orqali o'tishi, yulduz nuri yo'liga kiritiladigan va chiqarib qo'yiladigan prizma P_1 va oldiga iplar tortilgan linza O_1 orqali nazorat qilib turiladi. Prizma P_1 yulduzlar osmoni tasvirini yon tomonga chiqarib beradi va u O_1 okulyar orqali ko'rinadi. Bu nazorat tizimi shunday joylashtiriladiki, iplar kesishgan nuqta diafragma teshigiga (d) mos kelsin va tekshirilayotgan yulduz iplar kesishgan joyga keltirilgach, bu nazorat tizimi orqaga



5.8-rasm. Yulduz elektrofotometrining sxemasi. Teleskopdan kelayotgan (yuqorida) nurlar diafragma (D) orqali o'tgach maydon linzasiga (O_2) tushadi va undan parallel nur dastasiga aylanib chiqadi va FEK ning (ΦY) katodiga (K) tushadi.

tortib qo'yiladi va yulduz nuri diafragmaning kichik teshigi (d) orqali o'tib O_2 linzaga va undan chiqayotgan va obyektivda yig'ilgan parallel nurlar dastasi fotokatodga (K) tushadi. Tekshirilayotgan yulduz diafragma teshigi d markazida bo'lishi kerak va bu yulduz nuri yo'liga kiritiladigan P_3 prizma va O_3 okulyar orqali nazorat qilib turiladi.

FEK (CO_2 bilan to'ldirilgan ballon ichda) ni sezgirligini nazorat qilib turish maqsadida, lyuminafor (radioaktiv etalon) qo'llaniladi. Etalon nuri O_4 linza va P_2 prizma yordamida (ular yaxlit optik tizim sifatida yasalgan va maydon linzasi (O_2) oldiga kiritilishi mumkin) fotokatodga vaqti-vaqti bilan tushiriladi va o'lchash asbobi-ning ko'rsatishi yozib boriladi. Lyuminafor qat'iy o'zgarmas yorug'lik manbaidir va unga mos kelgan yozuvlar fotometr ko'rsatishlarini tuzatishga imkon beradi.

O'lchashlar davomida FEK suyuq azot (yoki CO_2) bilan to'ldirilgan quti ichiga solinadi. Bu sovitish tadbiri FEK ni qorong'ilik tokini (shovqinni) kamaytirish maqsadida qo'llaniladi. FEK da foydali fototok (signal) ning (S) shovqinga (N) nisbati o'rtacha (10^3 - 10^5) ko'paytirishlarda yaxshi qiymatga ega bo'ladi.

$$S/N = \sqrt{n_0\tau} \text{ va } \delta = \frac{1}{\sqrt{n_0\tau}}, \quad (5.9)$$

bu yerda n_0 – vaqt birligida fotoelektronlar soni; τ – o'lchashlar vaqtlari yig'indisi; S/N – signalni shovqinga nisbati; δ – signallarning nisbiy tebranishi (fluktuatsiyasi). Ikki xil kuchaytirgich qo'llaniladi: o'zgarmas va o'zgaruvchan toklarni kuchaytirgichlar.

a) O'zgarmas tokni kuchaytirgichi. Ikki tranzistorli (lampali) kuchaytirgich tranzistorlarining biri bazisiga (to'riga) qarshilik orqali FEK da hosil bo'lgan tok beriladi. Kuchaytirgich Uinston ko'prigi sifatida yasaladi va fototok yo'q paytida muvozanatda bo'ladi. Fototok yuklama qarshilik orqali tranzistor (lampa) lar bazislari (to'rlar) da har xil potensiallar ayirmasi hosil qiladi.

Tranzistor (lampa) larda har xil anod toki hosil bo'ladi. Ko'prikda muvozanat buziladi, galvanometr (G) ko'rsatishi noldan chetlashadi va uning ko'rsatishi fototokning qiymatiga, u orqali esa, yulduzdan kelayotgan nurlanish oqimiga bog'liq. Ko'prikda hosil bo'lgan muvozanat holdan chetlanish o'zi yozuvchi asbob (magnitafon) yordamida yozib olinadi.

Kuchaytirgichning ishlashi nihoyatda stabil bo'lishi zarur. Fototok keng diapozonda o'zgaranda kuchaytirgichdan chiqayotgan tok bilan fototok orasidagi bog'lanish chiziqiy xususiyatga ega bo'lishi shart. Kuchaytirgichda hosil bo'ladigan tok fluktuatsiyalari FEK dagi fototok fluktuatsiyalaridan kam bo'lishi zarur. (5.9) ga ko'ra, foydali signalni shovqinga nisbati N/S kuchaytirgichning vaqt doimiysi (τ) ga va fotoelektronlar soni (n_0) ga proporsionaldir. Vaqt doimiysi qancha katta bo'lsa foydali signal shuncha kuchli bo'ladi. Biroq, juda katta vaqt doimiysiga ega kuchaytirgich o'lchashlar vaqtini uzaytirib yuboradi.

Odatda, kuzatishlar vaqtdan chiqqan holda, optimal vaqt doimiysiga ega variant qo'llaniladi. Uzoq davom etadigan fotometrik o'lchashlar FEK ni charchashiga va kuchaytirgich nulini asta-sekin siljishiga olib kelishi mumkin. Bu nuqtai-nazardan o'zgaruvchan tokni kuchaytirgich afzallikka ega.

b). O'zgaruvchan tokni kuchaytirgich. Bunday kuchaytirgichni qo'llash uchun fototokni o'zgaruvchan tokka aylantirish zarur. Buning uchun, yuqorida ko'rilgan yulduz elektrofotometruga (5.8-rasm) modulyatsiyalangan nurlanish oqimini tushirish kerak bo'ladi. Bu ish, masalan, yulduz nuri yo'lga qat'iy davr bilan tez aylanuvchi ochiq sektor shakldagi kesmaga ega disk (A) kiritish yo'li bilan amalga oshirilishi mumkin. Aylanuvchi disk nur oqimini uzib-uzib beradi, fototok impulslar shaklida hosil bo'ladi. Kuchaytirgich diskning aylanish chastotasiga mos ravishda, iloji boricha tor o'tkazish polosali qilib yasaladi. Hosil bo'lgan o'zgaruvchan fototok yuklama qarshilik orqali tranzistor bazisida (elektron lampa to'rida) o'zgaruvchan kuchlanish hosil qiladi.

5.5.3. Foton sanoqchi. O'ta xira manba (yulduz) lar yorug'ligini o'lchashda yuqorida ko'rilgan fotometr yaramaydi. Bunday hollarda fotoelektronlar oqimi (fototok) ni emas, balki alohida-alohida fotoelektronlarni sanashga to'g'ri keladi. Chunki o'ta xira manbalar o'lchash mumkin bo'lgan darajada kuchli tok bera olmaydi. Ular onda-sonda fotoelektron beradi. Bu fotoelektron FEK da $\approx 10^6$ elektrondan iborat impuls beradi. Hosil bo'lgan impuls dastlabki kuchlantirgichdan o'tgach, kabel orqali impuls yasovchi va asosiy kuchlantirgichga uzatiladi. Asosiy kuchlantirgichda impuls qisqa muddatli (10^{-6} sek.) chaqnashga aylanadi. Bunday chaqnashlar ajratgichga va saralagichga (ma'lum qiymatdan past amplitudadagilarni o'tkazmaydi) va undan sanoqchiga yuboriladi va unda sanaladi.

Diametri 5 m li teleskop 23^m kattalikdagi yulduz nurini foton sanoqchi yordamida o'lganda, har sekunda 40 ta osmon sahniga 4 ta qorong'ilik (katod bekilganda) va bitta yulduzga tegishli impuls beradi. Bunday sharoitda yulduz nurini ajratish uchun 4000 s davomida foton sanash kerak bo'ladi. Yulduzdan kelayotgan fotonlarni osmon fotonlaridan ajratish uchun 100 s yulduzdan va keyin 100 s yulduzsiz toza osmondan, keyin yana 100 s yulduzdan va hokazo, shu tartibda ketma-ket bir necha marta foton sanash kerak bo'ladi. Bunday o'lchashlar ikki marta ko'p vaqt talab qiladi. Agar yulduzdan osmonga va yana yulduzga o'tishlar uchun ketadigan vaqtlarni hisobga olsak, o'lchashlar uchun sarf bo'ladigan vaqt bir necha soatga yetadi. Ya'ni, bitta yulduz yorug'ligini o'lchash uchun bir kecha ketadi. Biroq, yetarli darajada yorug' yulduzlardan fotonlar oqimini o'lchashda foton sanoqchi yaxshi natijalar beradi. Bunday yoritqichlardan foton oqimi bir mikro sekunda bittadan oshmasligi kerak, aks holda, sanoqchi ulgura olmasligi mumkin. Bunday hollarda fotometr oldiga nur to'sqich qo'yiladi.

Hozirgi zamonda, osmon yoritqichlari yorug'ligini o'lchashda CCD kameralar qo'llanilmoqda. Bunday fotometrlar, birinchidan, fotoplastinka singari nurlanishni yig'ish xususiyatiga ega, ikkinchidan, unda yulduz va osmon sahnini bir vaqtning o'zida o'lchanadi, shuning uchun yulduzni osmon sahnida ajratish oson.

5.5.4. Ko'p rangli elektrofotometrik tizmlar.

a). **Uch rangli UVB tizim.** Fotografik fotometrik o'lchashlarda xalqaro fotografik yulduziy kattaliklar (IP_g) ning xatosi katta ekanligi yuqorida ta'kidlab o'tilgan edi. Bu xato yulduzlar nurining ultrabinafsha qismi har xil intensivlikka ega ekanligi va fotometrlarning bu nurlarga sezgirligi har xilligi bilan bog'liqligi ma'lum bo'lgach, fotoelektrik fotometrik (FF) tizimlar yaratishga kirishildi. 1953-yilda U. Morgan (1906-1986) X. Jonson (1921) va D. Xerris bilan birgalikda FF standart tuzishda qisqa ($\lambda < 380 \text{ nm}$) to'liqinli diapozonni chiqarib tashlashni taklif etdi va ko'k yulduz kattaligini (B) kiritdi. Asosiy FF standart sifatida fotovizual yulduziy kattalik (V) qabul qilindi. U xalqaro IP_v dan biroz farq qiladi.

$$V = IP_v + 0,000^m + 0,002^m \cdot (B - V). \quad (5.10)$$

bu yerda ($B - V$) yulduzning rang ko'rsatkichi va u yulduzni ikki xil B va V ranglarda o'lchangan yulduziy kattaliklari ayirmasiga bog'liq

bo'ldi. Bundan keyin, ma'lum ranglarda o'Ichangan yulduziy kattaliklarini shu rang belgisi bilan beramiz. Masalan, V yulduzning yashil, B esa, ko'k rangda yulduziy kattaligini ifodalaydi. Jonson, Morgan va Xarris xalqaro tizim (IPg va IPv) ga kiritilgan rang ko'rsatkichi shkalasi boshini belgilash shartini qabul qildilar. Unga ko'ra oq yulduzlar uchun rang ko'rsatkichi $C=B-V=0$ deb qabul qilingan (xalqaro tizmda $C=IPg-IPv$).

Yulduzlarning ultrabinafsha nurlanishi alohida ahamiyat kasb etadi, shuning uchun, yulduzlarning bu nurlarda yorug'ligi ultrabinafsha yulduziy kattalik (U) bilan belgilandi va oq (A_0 spektral sinf) yulduzlar uchun ultrabinafsha rang ko'rsatkichi ham $U-B=0$ degan shart kiritildi. Natijada UBV fotoelektrik fotometrik tizim yaratildi. Jonson, Morgan va Xarris U ni o'lchash uchun surma-seziy katodga ega 1-P-21 markali FEK bilan birgalikda Corning 9863, B ni o'lchash uchun - Schott GG13 va V uchun - Schott GG11 markali nur saralagichlar qo'lladilar (Corning va Schott rangli shisha zavodlari). Natijada UBV tizim yulduziy kattaliklari quyidagi effektiv to'lqin uzunlik (λ_e) ka va o'tkazish polosasi ($\Delta\lambda$) ga ega bo'ldi:

5.4-jadval

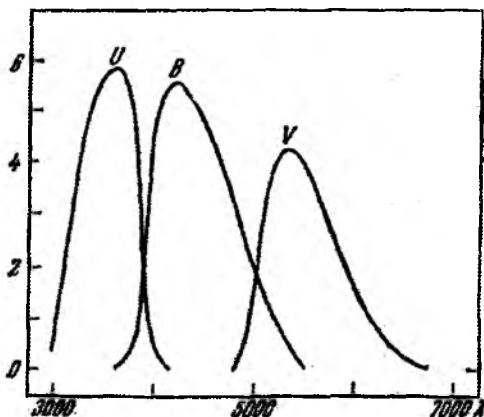
Uch rangli fotometrik tizim

	U	B	V
λ_e, nm	350	430	550
$\Delta\lambda, nm$	60	95	140

Bu tizim quyidagi tartibda qo'llaniladi: fotometr yordamida yulduzning V kattaligi, ko'k ($B-V$) va ultrabinafsha ($U-B$) rang ko'rsatkichlari o'lchanadi. Ularga asoslanib B va U topiladi:

$$B=V+(B-V) \text{ va } U=B+(U-B). \quad (5.11)$$

Hozirgi zamonda UBV yulduziy kattaliklar tizimi keng qo'llaniladi. Bu tizimda standart sifatida, asosan, shimoliy osmonda joylashgan 400 dan ortiq yulduz qo'llaniladi. Ular orasida yorug' yulduzlar bilan birgalikda $V=15,90^m$ gacha bo'lgan xira yulduzlar ham bor. Bu tizimda birinchi darajali ko'plab standart yulduzlar Hulkar, Giadlar va Yasli nomli tarqoq yulduz to'dalarida tanlangan va o'Ichangan.



5.10-rasm. Uch rangli fotometrik tizmda tanlangan spektral o'tkazish sohalari. Egrilar ustida yulduziy kattaliklar (*U*, *B*, *V*) belgilari qo'yilgan.

Fotoelektron ko'paytgich FEK-106 o'rnatilgan fotometr bilan o'lchashlar bajarilganda yulduzning *B* kattaligini olish uchun rangli shishalar *YG10+BG5+BGG21* dan iborat, *V* ni olish uchun esa, *YG18+BGG21* nur saralagich ishlatiladi. *UBV* yulduziy kattaliklarini fotografik usul bilan ham o'lchash mumkin. Bunda *U* ni aniqlash uchun yulduzning tasviri sezgirlashtirilmagan fotoplastinkaga *UFG6* rangli shisha, *B*-uchun esa, *BC8* orqali va *V* ni aniqlash uchun esa, panxramatik fotoplastinkaga *YG18+BGG21* orqali tushiriladi va tasvirlar iris fotometr yordamida o'lchanadi.

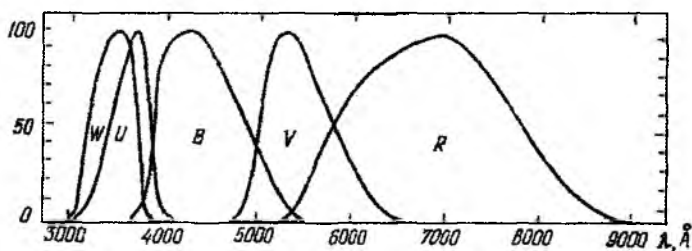
Ko'p rangli elektrofotometrik o'lchash natijalari yulduzning tutash spektrida energiyani taqsimlanishini baholashga qaratilgan, shuning uchun bunday o'lchash metodik jihatdan nihoyatda puxta ishlab chiqilgan bo'lishi kerak. Birinchidan, o'lchash uchun tanlangan spektr sohalari tutash spektrga to'g'ri kelishi kerak. Tutash spektrga ega nurlanish yulduz atmosferasining eng ichki qatlamlaridan chiqadi va o'lchash uchun spektral soha tanlashda, unga atmosferaning yuqori qatlamlari ta'siri minimal bo'lgan joylar rang saralagichlar yordamida ajratib olinishi kerak. Masalan, *U* rang saralagichning maksimumi 350 nm va uning yaqinida Balmer seriyasi ($364,6 \text{ nm}$) chegarasi joylashgan. Vodorod atomlarini bog'liqdan ozodga o'tishlari Balmer kontinuumda, ya'ni $\lambda < 364,6 \text{ nm}$ da, nurlanish sifatida atmosferadan sochiladi. Har xil yulduzlarda Balmer

kontinuumi har xil bo'radi va ayrim hollarda u keskin farq qilishi mumkin.

Ikkinchidan, nur saralagichlar faqat tanlangan spektral soha nurini o'tkazishi kerak. Rangli shisha bir necha o'tkazish sohaga ega bo'lishi mumkin. Masalan, UFG-2 (yoki Korning 9863) ikkita sohani, yaqin ultrabinafsha (300-400 nm) va to'q qizil (700-800 nm) ranglarini o'tkazadi. To'q qizil sohani o'tkazishi juda past (nisbiy 10%) bo'lsada, aniq fotometrik o'lchashlarni ta'minlash uchun uni hisobga olish zarur. Jonson va Morgan yulduzlarning U rangda yulduziy kattaligini o'lchashda Korning 9863 rangli shisha qo'llaganlar va 1R-21 markali FEK to'q qizil nurlarni sezmaydi deb hisoblaganlar. Keyinchalik oxirgi xulosa noto'g'riligi aniqlandi.

Uch rangli fotometriya bo'yicha komp'yuterda laboratoriya ishi Gettsburg (AQSh) universiteti olimlari tomonidan tayorlangan. Uni internet orqali www.gettsburg.edu/CLEA web sahifadan olish mumkin. Astronomiyadan zamonaviy laboratoriya ishlari (CLEA – Contemporal Laboratory Execises on Astronomy) deb nomlangan bu dasturiy mahsulotda Hulkar to'dasi yulduzlari yorug'ligini *U*, *B*, *V* ranglarda o'lchash va tekshirish mumkin.

b). To'rt rangli WBVR tizim. U rang saralagichning Balmer kontinuumi bilan bog'liq yuqorida ko'rsatilgan kamchiligini bartaraf etish maqsadida V. Strayjis (Estoniya) yangi ultrabinafsha *W* rang taklif etdi.



5.11-rasm. Besh rangli (*W*, *U*, *B*, *V*, *R*) tizimning spektral o'tkazish sohaslarini ajratilishi. Absissa o'qi bo'ylab to'lqin uzunliklari (λ).

Bu yangi rang sohaning maksimumi qisqa to'lqinlar tomon biroz siljigan. Strayjis taklifi asosida Moskva davlat universiteti Astronomiya instituti (GAISH) olimlari to'rt rangli WBVR elektrofotometriyani

yo'lga qo'ydilar va muvafaqqiyatli ishlatmoqdalar. Bu tizimda astronomik amaliyotda keng qo'llaniladigan fotoelektron ko'paytkich FEK-79 va ranglarni ajratish uchun quyida keltirilgan turli xil rangli optik shishalardan tayyorlangan «qatlama» nur saralagichlar qo'llaniladi:

<i>W</i> ni o'lchash uchun	- UFG-2 (3 mm) + BG-5 (1,5 mm) + + CuSO ₄ (2 mm) + silikon.
<i>B</i> ni o'lchash uchun	- BG-5 (2 mm) + YG-10 (2 mm) + +BGG-21 (1,7 mm).
<i>V</i> ni o'lchash uchun	- YG-18 (3 mm) + BGG-21 (1,7 mm).
<i>R</i> ni o'lchash uchun	- RG-14 (5 mm) + ko'p ishqorli katod.

Bu yerda BGG-ultrabinafsha, BG-purpur (qirmizi), BG-ko'k, YG-sariq, BYG-ko'k-sariq, RG-qizil rangli optik shishalar, qavs ichida ularning qalinligi.

Bu rangli shishalarning o'tkazish koeffitsientlari FEK ning sezgirligi bilan yuqoridagi rasmda berilgan. UFG-2 rangli shishaning to'q qizildagi maksimumini mis-sulfididan tayyorlangan CuSO₄ saralagich bartaraf etadi.

5.5-jadval

To'rt rangli fotometrik tizim

Ranglar	λ_{max} , nm	$\Delta\lambda$, nm	O'tkazishi, %	Chegaralari, nm
W	350	53	45	306-397
B	435	90	47	371-535
V	530	81	55	490-680
R	660	107	55	613-883

Jadvalda GAISH da qo'llaniladigan to'rt rangli fotometrik tizim ko'rsatkichlari keltirilgan: birinchi ustunda ranglar, ikkinchida – o'tkazish maksimumi, uchinchida – yarim o'tkazish soha kenligi, to'rtinchida – o'tkazish miqdori foizlarda, beshinchida – soha chegaralari. O'tkazish soha chegaralari temperaturaga bog'liq ravishda siljiydi: temperatura 0°C ga oshganda u qizilga tomon 0,1 nm ga siljishi aniqlangan.

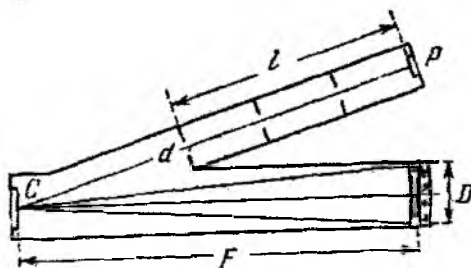
Shuningdek, olti rangli va hokazo, fotometrik tizimlar ishlab chiqilgan va qoʻllaniladi. Bu koʻp rangli tizimlarga, keyinroq, kolorimetriyaga bagʻishlangan paragrafda qaytamiz.

5.6. Quyosh va Oyning yorugʻligini oʻlchash

Quyosh va Oyning toʻla yorugʻligini oʻlchash uchun, ularning yorugʻligini koʻplab marta (aniq miqdorga), yulduz yorugʻligi darajasigacha tushguncha, kamaytirishga toʻgʻri keladi. Bu ishni nurni qayta sochish darajasi (albedosi) maʼlum boʻlgan ortotrop ekranda, ular tasvirini kuzatish yoʻli bilan bajarish mumkin. Quyosh gardishi markazining ravshanligi B_0 boʻlsa, teleskopning fokal tekisligida tasvirning ravshanligi qB_0 boʻladi. Tasvir obyekt (mas. Quyosh) dan F/R marta kichik (R — obyektgacha masofa). Obyekt sirtining yuza birligi teleskop obyektivida B/R^2 yoritilganlik hosil qiladi va obyektivdan ($\pi BD^2/4R^2$) oqim oʻtadi va tasvirning yuza birligida $E=qB_0pD^2/4F^2$ yoritilganlik hosil boʻladi. U holda, ekran C ning ravshanligi $B_c=qAB_0D^2/4F^2$. Kuzatish va oʻlchashlarni yon tomondagi (5.12-rasm) quvur orqali bajaramiz. Quvur ichiga diafragma (d) lar qoʻyilgan va ularning diametri d kichik boʻladi. Birinchi diafragmadan nurlanish priyomnigigacha masofa l boʻlsa, priyomnik yuzasining ekrandan qaytgan nuri bilan yoritilganligi

$$E = \frac{qB_0\pi D^2}{10F^2l^2}.$$

Diafragma diametri (d) ni kichik va l ni katta tanlab, Quyosh yorugʻligini million marta kamaytirish mumkin va bu oʻlchashlar



5.12-rasm. Quyosh yordamida standartlashda qoʻllaniladigan qurilma:
 D — obyektiv, C — ekran, P — priyomnik

uchun yetarli bo‘ladi. Quyosh yorug‘ligini o‘lchash uchun priyomnik yon quvurga, yulduznikini o‘lchash uchun esa, C ekran o‘rniga joylashtiriladi. Oy yorug‘ligi Quyoshga nisbatan o‘lchanadi. Bunda Quyosh yon quvurdan Oy esa, C ekran tomondan ketma-ket o‘lchanadi. Yulduz yorug‘ligi Oyga nisbatan o‘lchanadi. Bu holda, endi Oy yon quvur orqali yulduz esa, ekran tomondan o‘lchanadi.

Ko‘plab marta bajarilgan bunday o‘lchashlardan so‘ng olingan qiymatlar quyidagicha:

5.5a-jadval

Quyosh va Oyning uch xil rangda yorug‘ligi yulduziy kattaliklarda

	V	B	U	B-V	U-B
Quyosh	-26,74 ^m	-26,09 ^m	-25,59 ^m	0,65 ^m	0,13 ^m
Oy	-12,73	-11,82	-11,37	0,91	0,45

5.7. Kolorimetriya

Yulduzning rangi uning temperaturasiga bog‘liq bo‘ladi, chunki, yuqorida aytganimizdek, yoritqichning spektrida energiyaning taqsimlanishini uning temperaturasi belgilaydi. Yoritqichlarning rangini o‘lchaydigan va unga asoslanib ularning temperaturasini aniqlaydigan astrofizika bo‘limi **kolorimetriya** deb ataladi. Hozirgi zamon kolorimetrik o‘lchashlar elektrofotometrilar yordamida xalqaro fotometrik tizimlar (masalan, UBV) asosida bajariladi. Oldindan tanlangan nur saralagichlarni ketma-ket elektrofotometr oldiga, yulduz nuri yo‘liga kiritish natijasida ikki xil rangda yulduziy kattaliklar ayirmasi (B-V) va (U-B) o‘lchanadi. Bu natijalar **yulduzning rang ko‘rsatkichlari** deb ataladi.

Spektral sezgirligi kengaytirilgan FEK larni qo‘llash kolorimetriya imkoniyatlarini kengaytirdi. Natijada, osmon yoritqichlarining ko‘p rangli yulduziy kattaliklari tizimlari ishlab chiqildi. Masalan, UBVR (U-ultrabinafsha, B-ko‘k, V-yashil, R-qizil), yoki WBVR (yuqorida ko‘rilgan, GAISh da qo‘llaniladi) va UBVGRI (U-ultrabinafsha, B-ko‘k, V-binafsha, G-yashil, R-qizil, I-infracizil). Bu tizimlarda

ikki xil yo'l bilan yulduzlarning yorug'ligi (yulduziy kattaligi) ni o'lchash mumkin: 1). Har xil (U, B, V, R,...) nur saralagichlarda yulduziy kattaligini o'lchash (ko'p rangli o'lchashlar) 2). Birorta nur saralagichda yulduziy kattalikni va boshqalarida esa, faqat rang ko'rsatkichlarini o'lchash (kolorimetriya). Ikkinchi holda masala kolorimetrik o'lchashga aylanadi. Rang ko'rsatkichlar o'lchangandan keyin, ulardan yulduziy kattaligini topish oddiy arifmetik amaldan iborat. Masalan, yuqorida UBV tizimda ko'rgandek, oldin yulduzning V da yulduziy kattaligi o'lchanadi, keyin rang ko'rsatkichlari (B-V) hamda (U-B) va 5.11 formula yordamida boshqa ranglarda yulduziy kattaliklari B hamda U topiladi. Kolorimetrik usul ko'p rangli fotometrik o'lchashlarga qaraganda yuqori aniqlikka ega.

5.7.1. Olti rangli kolorimetriya. Amerikalik astronomlar D. Stibbens (1878-1066) va A. Uitford tomonidan ishlab chiqilgan olti rangli kolorimetrik tizimda kislorod-seziy fotokatodli FEK va olti xil nur saralagichlar to'plamlari ishlatiladi va natijada olti xil rangda yulduziy kattaliklar aniqlanadi. U (ultrabinafsha), Vi (binafsha), B (ko'k), G (yashil), R (qizil) va I (infraqizil). FEK ni har bir rang saralagich bilan birgalikda ishlatilishidan ajratiladigan spektral sohaning effektiv to'lqin uzunligi (λ_e) va kengligi ($\Delta\lambda$) hamda Qutb yulduzining rangi 5.6-jadvalda berilgan. Effektiv to'lqin uzunlikni belgilashda atmosferani ($p_\lambda(z)$), saralagichni (q_λ) va priyomnikni spektral o'tkazish sohasi va sezgirligi (s_λ) hisobga olinadi (5.17- formula).

5.6-jadval

Olti rangli fotometrik tizim

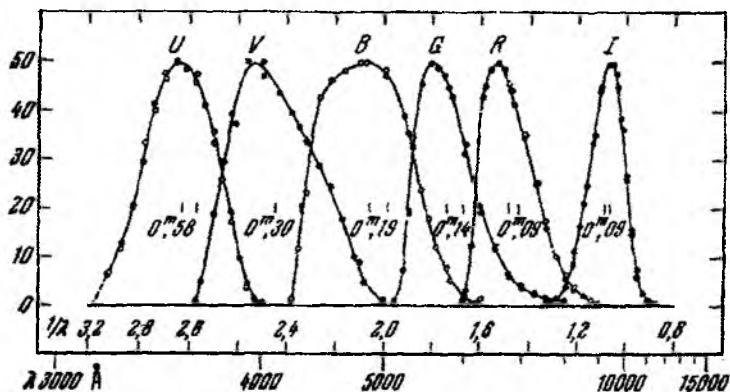
	U	U-Vi	Vi-B	B-G	G-R	R-I
λ_e, nm	353	422	488	570	719	1030
$\Delta\lambda, nm$	40	84	120	110	170	180
Qutb yulduzi rangi	+0,15 ^m	-0,14	-0,06	-0,03	+0,06	+0,17

Bu tizimda (U-Vi), (Vi-B), (B-G), (G-R), va (G-I) kabi rang ko'rsatkichlari o'lchanadi.

Jonson va Strayjas 12 rangli tizimni ishlab chiqdilar va u ham astrofizik amaliyotda qo'llanilmoqda. Yuqorida keltirilganlardan ko'rinib turibdiki, bu tizimlar keng (40-200 nm) o'tkazish polosasi (soha) siga ega, ya'ni ular keng polosali tizimlardir. O'tgan asrning

oltmishinchi yillarning o'rtalaridan boshlab bir necha o'rta kenglikdagi o'tkazish polosaga ega fotometrik tizimlar ishlab chiqildi.

5.7.2. O'rta polosali fotometrik tizimlar. Bu tizimlarni yaratishdan maqsad, yulduzlarning ikki va uch o'lchovli spektral klassifikatsiyasini (spektral sinf, yorqinlik sinf, metallarga boyligi darajasi) ishlab chiqish, yulduzlararo muhitda nurni yutilishi natijasida yulduz rangini qizarishi bilan bog'liq masalalarni yechish bo'ldi. Ularning bir qismi (masalan, Gole, Volravenlar va Stremgren-Perri tizimlari) UBV tizim egallagan spektral diapazonni maydalab o'rganishga qaratilgan bo'lsa, boshqalari (masalan, Vilnyus Observatoriyasida ishlab chiqilgan tizim yoki Jonson, Mitchell va Latama tizimi) keng spektral diapazonni o'z ichiga oladi va yulduz spektrida energiyani taqsimlanishi, yulduzlararo muhitda nurlanishni yutilish qonunlarini o'rganishga yo'naltirilgan. Bu tizimlarda ko'p ishqorli FEK lar (FEK-79, EMI-9885 (Vilnyus tizimida), 1-P-21 va 7102 RCA (Jonson va boshqalar)) bilan birgalikda rangli shisha va interferetsion nur saralagichlar qo'llaniladi.



5.13-rasm. Olti rangli (U, V, B, G, R, I) fotometrik tizim nur saragichlarining spektral o'tkazish sohalari. Absissa o'qi bo'ylab to'liqin uzunliklari (λ).

Vilnyus tizimida U yulduziy kattalik Balmer seriyasi kontinuumi orqasiga to'g'ri keladi va X bilan birgalikda balmer sakrashini aniqlashda rang ekvivalentlarini (X-Y) va (Y-Z) esa, yulduzlararo muhitda nurlanishni yutilishni aniqlashda qo'llaniladi.

Vilnyus elektrofotometrik tizimi

	U	P	X	Y	Z	V	T	S
λ_e, nm	346	374	404	466	515	543	620	650
$\Delta\lambda, nm$	40	26	22	26	21	21	20	20

Jonson, Mitchell va Latama tizimi

λ_e, nm	337	353	375	402	459	518	583	635	724	800	858	985
$\Delta\lambda, nm$	11	9	9	21	25	23	21	28	64	44	52	64

Shuningdek, tor polosali fotometrik tizimlar ham ishlab chiqilgan va ular yulduz yorug'ligini biror spektral chiziq, masalan, vodorodning H_β chizig'i, nurida o'lchashga imkon beradi. Bunda tor polosali interferetsion saralagich va FEK qo'llaniladi.

Shunday qilib, elektrofotometrilar va turli xil nur saralagichlar yordamida yulduzlarning ma'lum ranglarda yorug'ligi yoki yulduziy kattaligi, shuningdek, rang ko'rsatkichlari o'lchanadi. Bunday o'lchashlardan olingan natijalar bizga yulduzning temperaturasi va boshqa fizik ko'rsatkichlari to'g'risida boy ma'lumotlar beradi.

5.7.3. Yulduz kattaligi va rang ko'rsatkichini belgilashning nazariy asoslari. Yuqorida, yulduzlarning har xil ranglarda yorug'ligini o'lchash usullari bilan tanishib chiqdik. Astrofotometrik o'lchash natijalari bilan yulduzlarning temperaturasi orasida qanday bog'lanish mavjud. Avvalo, yulduzlarning rang ko'rsatkichlari bizga ularning spektrida energiyani taqsimlanishi to'g'risida ma'lumot beradi. Ma'lumki, absolut qora jismning (yulduzning ichki, zich gaz qatlamlari absolut qora jism singari nurlanish sochadi) spektrida energiyani taqsimlanishi nurlanishning to'lqin uzunligi (λ) ga va manbaning temperaturasi (T) ga bog'liq va u Plank formulasi yordamida (1.8) ifodalanadi. Haqiqatdan, yoritqichning yuza birligidan unga tik yo'nalishda bir fazoviy burchak (bir steradian, bir sr.) ichida va bir birlik chastota (to'lqin uzunligi) oraligida sochilayotgan energiya oqimining spektral zichligi

$$I(\lambda, T) = \frac{c_1}{\lambda^5 \left(e^{\frac{c_2}{\lambda T}} - 1 \right)} \cdot \frac{\text{joul}}{\text{sm}^2 \cdot \text{sr}}, \quad (5.12)$$

bu yerda $c_1 = 3,74 \cdot 10^{-12} \text{ joul/sm}^2 \cdot \text{sr}$, $c_2 = 1,439 \text{ sm} \cdot \text{K}$. Ma'lum temperatura va to'liq uzunlari oralig'ida $\frac{c_2}{\lambda T} > 1$ bo'ladi va bu oraliq uchun Vin siljish qonuni formulasini qo'llash mumkin,

$$I(\lambda, T) = \frac{c_1}{\lambda^5 \cdot e^{\frac{c_2}{\lambda T}}}. \quad (5.13)$$

Astrofotometrik o'lchashlarda ma'lum (λ_1 dan λ_2 gacha) spektral diapozonda (oraliqda) yulduzdan kelayotgan nurlanish oqimi ($F(\lambda_1, \lambda_2)$) o'lchanadi. Odatda, bunday o'lchashlar nisbiy xarakterga ega, ya'ni bir yulduzning yorug'ligi boshqa yulduzniki bilan yoki birorta yulduzning bir spektral diapazondagi yorug'ligi boshqa diapazondagisi bilan solishtirib o'lchanadi. Shuning uchun

$$\frac{F(\lambda_1, \lambda_2)}{F(\lambda_3, \lambda_4)} = \frac{E(\lambda_1, \lambda_2)}{E(\lambda_3, \lambda_4)} = \frac{I(\lambda_1, \lambda_2)}{I(\lambda_3, \lambda_4)}, \quad (5.14)$$

ya'ni, oqimlar yoki yoritilganliklar nisbati $\frac{E(\lambda_1, \lambda_2)}{E(\lambda_3, \lambda_4)}$ o'rnida shu oraliqlarda oqimning o'rtacha spektral zichligini $\frac{I(\lambda_1, \lambda_2)}{I(\lambda_3, \lambda_4)}$ ishlatish mumkin. Bu nisbat monoxromatik nurlanish uchun quyidagicha ko'rinishga ega bo'ladi:

$$\frac{E(\lambda_2, T)}{E(\lambda_1, T)} = \frac{I(\lambda_2, T)}{I(\lambda_1, T)} = \left(\frac{\lambda_1}{\lambda_2} \right)^5 e^{c_2 \left(\frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2} \right) T}. \quad (5.15)$$

Bu nisbatga Pogson formulasini qo'llasak,

$$\begin{aligned} \lg \frac{E(\lambda_2, T)}{E(\lambda_1, T)} &= 0,4(m(\lambda_1) - m(\lambda_2)) = \\ &= 5(\lg \lambda_1 - \lg \lambda_2) + c_2 \left(\frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2} \right) T \cdot \lg e \end{aligned} \quad (5.16)$$

bu yerda $\lg e = 0.4343$; $C_{eq} = m(\lambda_1) - m(\lambda_2) = 2.5 \lg(E(\lambda_2, T) / E(\lambda_1, T))$ - rang ekvivalenti deb ataladi. Agar $C_0 = 12.5(\lg \lambda_1 - \lg \lambda_2)$ belgilash kiritsak, u holda

$$C_{eq} = C_0 + 1,56 \cdot \left(\frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2} \right) T. \quad (5.16a)$$

Bundan temperatura $T = 1,56 \frac{\left(\frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2} \right)}{C_{eq} - C_0}$ topiladi. Bu yerda, $\lambda -$

to'liqin uzunligi sm larda. Bu formulalar monoxromatik nurlanishni ideal priyomnik bilan ideal sharoitlarda o'lchash uchun chiqarildi. Real sharoitlarda, Yer atmosferasida va teleskopning optik qismlari va sirtlarida yutilishi va sochilishi natijasida spektral tarkibi biroz o'zgargan yulduz nurlanishini ma'lum spektral sezgirlikka va o'tkazish polosaga ega priyomnik yordamida biror fotometrik tizmda o'lchaymiz. Yulduzning haqiqiy fizik ko'rsatkichini topish uchun sanab o'tilgan o'zgarishlar va xususiyatlar hisobga olinishi kerak. Biror λ_1 dan λ_2 gacha spektral diapazonni o'z ichiga olgan «K» fotometrik tizimda yulduziy kattalik

$$m_K = -2.5 \lg \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} E(\lambda) \cdot p_\lambda(z) \cdot q_\lambda \cdot s_\lambda d\lambda + const. \quad (5.17)$$

Bu yerda $E(\lambda)$ - yoritilganlik, $p_\lambda(z)$ - Yer atmosferasining spektral o'tkazish koeffitsienti, q_λ - optik tizimning o'tkazish koeffitsiyenti, s_λ - nurlanish priyomnigini spektral sezgirligini belgilovchi koeffitsient. Konstanta yulduziy kattaliklar tizimi hisob boshini belgilash bilan bog'liq miqdor. Biror boshqa spektral diapazonda, masalan, λ_3 dan λ_4 gacha, va «I» tizimda berilgan yulduz ustida bajarilgan o'lchashlar m_I yulduziy kattalikni beradi, u holda rang ekvivalentligi quyidagicha hisoblanadi:

$$C_{KI} = -2,5 \lg \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} E(\lambda) p_\lambda(z) \cdot q_\lambda \cdot s_\lambda^K d\lambda}{\int_{\lambda_3}^{\lambda_4} E(\lambda) p_\lambda(z) \cdot q_\lambda \cdot s_\lambda^I d\lambda} + const \quad (5.18)$$

Fotografik va fotovizual o'lchashlar natijasidan topilgan rang ko'rsatkichi $C = m_{pg} - m_v$ bilan yulduzning rang temperaturasi (T) orasidagi tajriba yo'li bilan topilgan bog'lanish quyidagi ko'rinishga ega:

$$T = \frac{7200}{C + 0,65^m}. \quad (5.19)$$

Asosiy fotoelektrik rang ko'rsatkichi (B-V) uchun bu bog'lanish quyidagicha:

$$T = \frac{7920}{B - V + 0,65^m}. \quad (5.20)$$

Shunday qilib, yulduzlarning rang ko'rsatkichlari ularning spektrida energiyani taqsimlanishini ko'rsatish bilan bir qatorda, ularning temperaturasini ham aniqlashga imkon beradi.

5.7.4. Bolometrik yulduziy kattalik va bolometrik tuzatma. Yuqorida ko'rib chiqilgan yulduziy kattaliklar tizimlari yulduzning har xil, ko'pincha, ixtiyoriy tanlangan, spektral diapazonlarda yorug'ligini ko'rsatadi va asosan nisbiy o'lchashlarda qo'llaniladi. Ular yulduzning haqiqiy energetik quvvatini, uning yorqinligini ko'rsata olmaydi. Yulduzning to'la energetik quvvatini ko'rsatuvchi kattalik **bolometrik yulduziy kattalik** deb ataladi. Bu ko'rsatkich yulduzning barcha tomonga va barcha, ultrabinafshadan to uzoq infraqizilgacha spektral diapazonlarda sochayotgan to'la energetik quvvatini belgilaydi. Bolometrik yulduziy kattalik (m_b), bolometr deb ataladigan va keng, ultrabinafshadan to infraqizilgacha bo'lgan, spektral diapazonda bir xil sezgirlikka ega bo'lgan noselektiv priyomnik yordamida o'lchanadi. Bunday o'lchashlar juda ko'p mehnat va xarajat talab qiladi va uni keng miqyosda amalda qo'llab bo'lmaydi. Buning o'rnida bolometrik tuzatma (Δm_b) hisoblanadi va vizual yulduziy kattalik (m_v) ka qo'shilb bolometrik yulduziy kattalik topiladi, ya'ni, $m_b = m_v + \Delta m_b$.

Bolometrik tuzatma yulduzning spektral sinfiga va yorqinlik sinfiga bog'liq. U yulduz spektrida energiyani taqsimlanish egri chizig'iga ko'ra hisoblab topiladi. Shuning uchun bir xil spektral va yorqinlik sinfga kiruvchi yulduzlarning bolometrik tuzatmasi bir xil bo'ladi. Quyida har xil effektiv temperaturaga, bosh ketma-ketlik (V), gigant (III) va o'tagigant (I) yorqinlik sinflariga kiruvchi yulduzlarning spektral sinflariga mos keladigan bolometrik tuzatmalari keltirilgan:

**Bosh ketma-ketlik, gigant va o'tagigant yulduzlar uchun
bolometrik tuzatma**

$\lg(T)$	Δm_b	Spektral sinf	$\Delta m_{b,}$ bosh k-k	$\Delta m_{b,}$ gigantlar	$\Delta m_{b,}$ o'tagigant
5,0	-6,3 ^m	O5	-4,6 ^m		
4,8	-4,8	B0	-3,0		-3,0 ^m
4,6	-3,55	B5	-1,6		
4,4	-2,16	A0	-0,08		-0,7
4,2	-1,5	A5	-0,30		
4,1	-0,8	F0	-0,10		-0,2
4,0	-0,7	F5	0,00		
3,9	-0,15				
3,8	-0,05	G0	-0,03	-0,1 ^m	-0,30
3,7	-0,2	G5	-0,10	-0,3	-0,6
3,6	-0,9	K0	-0,20	-0,6	-1,0
3,5	-1,7	K5	-0,58	-1,0	-1,6
3,4	-3,1	M0	-1,2	-1,7	-2,5
3,3	-4,6	M5	-2,1	-3,0	-4
3,2	-7				

Jadvaldan ko'rinib turibdiki, bolometrik tuzatma effektiv temperaturaga bog'liq va F5 sinfga kiruvchi yulduzlarning bolometrik tuzatmasi nolga teng. Undan o'nga va chapga tomon m_b kamayib boradi: bosh ketma-ketlik yulduzlarida 0 dan -4,6 va 0 dan -2,1 gacha, gigant yulduzlarda -0.1 dan -3,0 gacha o'zgaradi.

Savollar

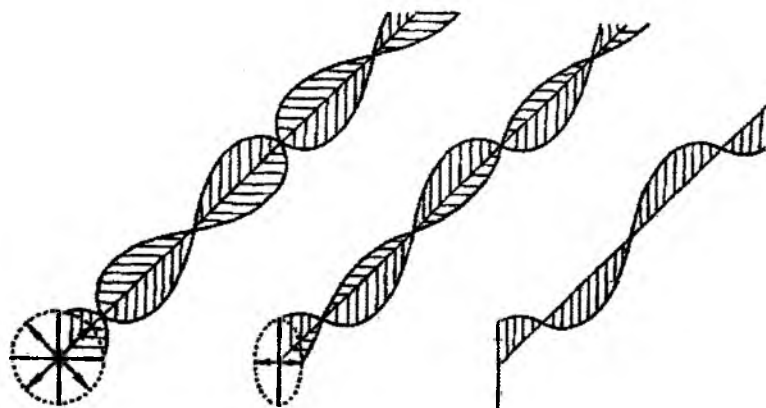
- 1). Elektrofotometr nimani o'lchaydi?
- 2). Yulduz elektrofotometri qanday qismlardan tashkil topgan?
- 3). Foydali fototokning shovqinga nisbati nimaga bog'liq?
- 4). Foton sanoqchining ishlash prinsipini gapirib bering
- 5). UBV fotometrik tizimda nimalar o'lchanadi?
- 6). Quyosh va Oyning yorug'ligi qanday o'lchanadi?
- 7). Kolorimetriya nima va u nimani o'lchaydi?
- 8). Olti rangli keng polosali kolorimetriya nimani o'rganadi?

- 9). O'rtta polosali kolorimetriya qanday masalalarni yechadi?
- 10). Yulduziy kattalik va rang ko'rsatkichi nimani ifodalaydi?
- 11). Bolometrik yulduziy kattalik va bolometrik tuzatma nima?

5.8. Astropolyarimetriya

5.8.1. Osmon yoritqichlari nurlanishini qutblanganligi va uni tekshirishning mohiyati. Osmon yoritqichidan kelayotgan nurlanish o'zi bilan uni hosil qilayotgan muhitning fizik xususiyatlari to'g'risida turli-tuman ma'lumotlar keltiradi. Shunday ma'lumotlardan biri nurlanishning qutblanganidir. Agar nurlanish ichki qatlamlardan kelayotgan energiyani elektronlarda sochilishi natijasida hosil bo'lgan bo'lsa, u qutblangan bo'ladi. Yoki u magnit maydonda hosil bo'lsa, uning spektral chiziqlari turlicha qutblangan tashkil etuvchilarga ajraladi (Zeeman effekti). Qutblangan elektromagnit to'lqinlar elektrik (magnit) vektorning tebranishi ma'lum yo'nalishda maksimal va unga tik yo'nalishda minimal qiymat qabul qiladi. Bunday to'lqinda elektrik vektorning uchi fazoda aylana (tabiiy va notabiiy to'lqinlar yarim faza siljishga ega bo'lgani uchun) va turli eksentritetga (cho'zinchoqliqqa) ega ellips chizadi.

1949-yilda ko'pchilik yulduzlarning nuri qisman qutblanganligi aniqlandi. Yuz yildan buyon Oy sirtining ayrim qismlaridan qayt-



5.14-rasm. Elliptik (o'rtada), chiziqiy (o'ngda) qutblangan elektromagnit to'lqin.

gan nurlanish yoki sayyoralarning nurlanishi qutblanganligi ma'lum bo'lib kelmoqda. Quyosh tojining nurlanishini yoki zodiakal shu'laning qutblanganligi azaldan ma'lum bo'lgan. Toj nurlanishi fotosfera nurini elektronlarda, zodiakal shu'la esa, Quyosh nurini sayyoralararo muhitda (ekliptika tekisligida) chang zarralarda sochilishi natijasida hosil bo'ladi. Osmon yoritqichlari nurlanishini qutblanganligini tekshirish bilan shug'ullanadigan astrofizika bo'limi astropolyarimetriya deb ataladi.

Qaytgan nurning qutblanganligi fizika kursida ko'riladi. Masalan, suv sirtidan taxminan 55° (Bruster burchagi) burchak ostida aks qaytgan yorug'lik suratga tushirishda halaqit beradi. Bu yorug'likning qutblanganligini hisobga olib, uni fotoapparat obyektiviga o'rnatilgan polyaroid yordamida bartaraf etiladi.

5.8.2. Nurlanishning qutblanish darajasini aniqlash usuli. Tekshirilayotgan nurlanishning intensivligi I bo'lsin. U ikki qismdan iborat: qutblanmagan I va qutblangan I_φ . Qutblanish yo'nalishini φ_0 burchak bilan belgilaylik. Elektrik vektor E ikkita tashkil etuvchiga ajratilishi mumkin: $E = E_\varphi + E_{\varphi+90^\circ}$. Nurlanishning intensivligi elektrik vektorning kvadratiga proporsional ekanligini hisobga olsak

$$I = I_\varphi + I_{\varphi+90^\circ}. \quad (5.21)$$

Bu yerda $I_\varphi = \frac{I_0}{2} + I_p \cdot \cos^2(\varphi - \varphi_0)$, $I_{\varphi+90^\circ} = \frac{I_0}{2} + I_p \cdot \sin^2(\varphi - \varphi_0)$.

$$I_{\varphi_0} = I_{\max} = \frac{I_0}{2} + I_p, \quad I_{\varphi_0+90^\circ} = I_{\min} = \frac{I_0}{2} \quad (5.22)$$

Nurlanishning qutblanish darajasi (P) quyidagi nisbat bilan aniqlanadi:

$$P = \frac{I_p}{I} = \frac{I_p}{I_0 + I_p}. \quad (5.23)$$

Odatda, qutblanish darajasi protsentlarda ifodalanadi: $p\% = 100 \cdot P$. (5.23) ga (5.22) ni qo'ysak:

$$P = \frac{I_{\max} - I_{\min}}{I_{\max} + I_{\min}}. \quad (5.24)$$

Bu yerda I_{\max} — maksimal intensivlik yoki nurlanish oqimi va unga tik yo'nalishida intensivlik yoki nurlanish oqimi minimal qiymatga tushadi

I_{min} . Bu qiymatlar fotometr oldiga teleskopik tizimning optik o'qiga tik o'rnatilgan polyaroidni asta-sekin aylantirish yo'li bilan aniqlanadi. Astrofizik amaliyotda yulduziy kattaliklar bilan ish ko'riladi, shuning uchun maksimal va minimal yo'nalishda oqim quvvati nisbati sifatida topiladi, ya'ni

$$\Delta m_p = 2.5 \lg \frac{I_{max}}{I_{min}}. \quad (5.25)$$

Bu ifoda qutblanish darajasi P bilan quyidagicha bog'langan:

$P = \lg(0.461 \cdot \Delta m_p)$ yoki $\Delta m_p < 0,1^m$ bo'lgani uchun taqriban

$$P = 0,461 \cdot \Delta m_p \quad (5.26)$$

Agar analizator sifatida Vollaston prizmasi qo'llanilsa, u holda I intensivlikdagi nur bir-biriga tik yo'nalishlarda qutblangan ikkita, I_o oddiy va I_e nooddiy nurlarga ajraladi.

$$\Delta I = I_o - I_e = I_p \cos 2(\varphi_1 - \varphi_0). \quad (5.27)$$

I_p va φ_0 larni aniqlash uchun analizatorning uch xil burchakdagi (masalan, 60° ga farq qiladigan) holatlarida I intensivlik o'lchanadi va u holda

$$I_1 = 0,5[I_0 + I_p + I_p \cos 2(j - j_0)] = 0,5I_0 + I_p \cos 2(j_1 - j_0)$$

$$I_2 = 0,5I_0 + I_p \cos 2(j_1 + 60^\circ - j_0)$$

$$I_3 = 0,5I_0 + I_p \cos 2(j_1 + 120^\circ - j_0)$$

Trigonometrik almashtirishlar Fesenkovning quyidagi formulasiga olib keladi:

$$P = 2 \frac{\sqrt{(I_1 - I_2)I_1 + (I_2 - I_3)I_2 + (I_3 - I_1)I_3}}{I_1 + I_2 + I_3}. \quad (5.28)$$

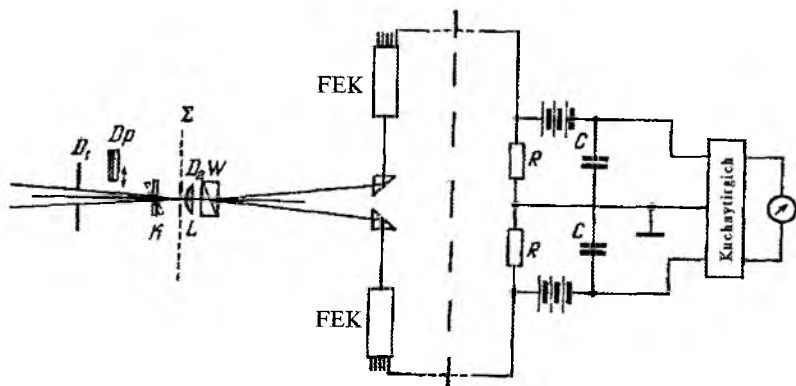
$$\operatorname{tg} 2(\varphi_0 - \varphi_1) = \sqrt{3} \frac{I_2 - I_3}{2I_1 - I_2 - I_3}. \quad (5.29)$$

5.8.3. Qutblanishni fotoelektrik o'lchash usuli. Qutblanishni o'lchashning eng aniq usuli elektrofotometr yordamida bajariladi. Bu ishni bajarish uchun ixtiyoriy elektrofotometr yaraydi, agar uning fotoelektron ko'paytkichi oldiga analizator o'rnatish mumkin

bo'lsa, shuning o'zi yetarli bo'ladi. Nur dastasiga perpendikulyar o'rnatilgan analizatorni (masalan, Vallaston prizmasi) optik o'q atrofida ma'lum burchakka aylantirib nurlanish oqimi o'lchanadi.

a). Yorug'lik modulatsiyasiga asoslangan polarizatsion o'lchashga asoslangan elektrofotometr. Fotoelektron ko'paytuvchiga tushayotgan parallel nur dastasiga tik o'rnatilgan analizator optik o'q atrofida tez aylantiriladi. Fototok (5.21) formulaga ko'ra ikki marta katta chastota bilan sinusoidal o'zgaradi. Bu fototok kuchaytirgichning kirishiga tushadi va bu kirishga laboratoriya manbadan shunday chastotali o'zgaruvchan tok beriladi. Bu ikkita o'zgaruvchan toklar orasida hammavaqt fazalar farqi bo'ladi. Bu toklar orasidagi fazalar farqini asta-sekin 0° dan 360° gacha o'zgartiramiz. Natijada bu toklar dam qo'shiladi, dam ayriladi. Agar qo'shilgan toklar yozib borilsa, bu yozuvlardan I_p va φ_0 ni aniqlash mumkin.

b). Qutblangan nurlanishning ikkala tashkil etuvchilarini birga o'lchashga asoslangan elektrofotometr. Yulduz nurlanishining kuchsiz qutblanishini aniqlashda yuqoridagi usul yaramaydi. Chunki yulduzdan qayd qilinayotgan fluktuatsialanuvchi signal ichida kuchsiz sinusoidal signalni topish muammoli masala. Agar analizator sifatida Vallaston prizmasi ishlatilayotgan bo'lsa, undan oddiy I^o va nooddiy I^{no} nurlanish chiqadi.



5.15-rasm. Qutblangan nurlanishning ikkala (oddiy va nooddiy) tashkil etuvchilarini birga o'lchaydigan differensial elektrofotometrning optik (rasmni chap qismi) va elektrik sxemasi (rasmni o'ling qismi). FEK – fotoelektron ko'paytqich (FEK).

Yulduz nurining miltillashi analizatordan chiqqan ikkala tashkil etuvchiga (I^o , I^{no}) bir xil ta'sir etadi. 5.15-rasmda ko'rsatilgandek bir xil xususiyatlarga ega ikkita FEK yordamida qutblangan nurlanishning ikkala tashkil etuvchisi bir vaqtning o'zida o'lchanadi. Nurlanishi qutblanmagan manbadan bu FEK larga tushayotgan oqim ta'sirida hosil bo'lgan foto toklarni qarshilik va sig'imglar orqali tenglashtirib olinadi. Shundan keyin tekshiriladigan yulduzni o'lchash boshlanadi. Standartlashtirilgan boshqa-boshqa FEK larda o'lchangan oddiy I^o va nooddiy I^{no} tashkil etuvchilarning ayirmasi yuqori aniqlikda o'lchanadi va galvanometrغا yoki o'zi yozuvchi priborga beriladi. Agar oddiy va nooddiy oqimlar teng bo'lsa, galvanometr nolni ko'rsatadi, teng bo'lmasa, oqimlar farqiga mos fototokni ko'rsatadi.

5.9. Astrospektrofotometriya

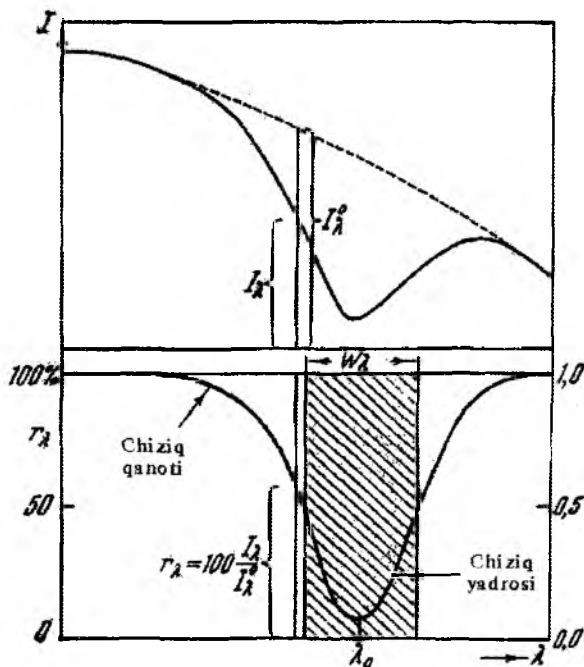
5.9.1. Astrospektrometriya masalalari. Osmon yoritqichlari spektrida intensivlikni (energiyani) to'liq uzunlik bo'yicha taqsimlanishini o'lchash va olingan natijalarga asoslanib yoritqichning fizik ko'rsatkichlarini aniqlash usullarini ishlab chiqish va astrofizik kuzatishlarga qo'llash masalalari bilan **astrospektrofotometriya** shug'ullanadi. Astrospektrofotometriya osmon yoritqichi spektrini fotometriyalash demakdir. Bunday masalalar yoritqich spektrining keng diapozonini egallagan tutash spektr yoki tor qismida joylashgan spektral chiziqlarga nisbatan qo'yilishi mumkin. Ikkala holda ham, fotometriyalash (spektrning yorug'ligini o'lchash) bir xil maqsadga qaratilgan: spektrda to'liq uzunlik bo'yicha intensivlikni taqsimlanishini topishdan iborat. Spektral chiziqlarni fotometriyalash, odatda, tutash spektrga nisbatan bajarilsa, tutash spektrni fotometriyalash absolut energetik birliklarda yoki boshqa birorta spektrida energiyani taqsimlanishi ma'lum bo'lgan yoritqich yoki manbaga nisbatan bajarilishi mumkin.

Tutash spektrni fotometriyalash yoritqich spektrida energiyani to'liq uzunligi bo'yicha taqsimlanishini va unga asoslanib **taqsimot temperaturasini** topishga imkon bersa, spektral chiziqlarni fotometriyalash spektral **chiziq profilini** topishga va unga asosan yulduz atmosferasida atomlarning uyg'onish va ionlanish temperaturasini, chiziqni hosil qilishda ishtirok etgan atomlar miqdorini (yulduz atmosferasining kimyoviy tarkibi), modda zichligini topishga imkon

beradi. Bu astrospektrofotometrik masalalar an'ana bo'yicha, dastavval, faqat fotografik usul bilan bajarilgan, keyinchalik fotoelektrik usul ham qo'llanila boshlangan. Hozirgi zamonda fotoelektrik spektrofotometriya asosiy usulga aylangan.

5.9.2. Osmon yoritqichining tutash spektrini fotometriyalash.

Tutash spektrni fotometriyalashda past dispersiya ($0,01 \text{ \AA/mm}$, ya'ni bir mm spektr uzunligiga 100 \AA to'g'ri keladi) li spektrlar qo'llaniladi va keng spektral diapozonda (500 nm) to'lqin uzunlik bo'yicha intensivlikni asta-sekin o'zgarish (tutash spektrda shunday) egri chizig'i topiladi. Bu ish spektrni fotoelektrik spektrofotometr yordamida dispersiya yo'nalishida, unga tik joylashgan tor tirqish orqali uzluksiz ravishda yozib olish yoki yetarli darajada ko'p, ketma-ket, ma'lum (spektral chiziqlardan xoli) tor tutash spektr oraliqlarida intensivlikni o'lchash asosida bajariladi.



5.16-rasm. Spektral chiziq atrofida tutash spektr yozuvi (yuqorida) va chiziq atrofini tutash spektr birliklarida ifodalangan profili.

a). Absolut spektrofotometriya. Absolut spektrofotometriya, odatda, noselektiv priyomniklar (bolometr yoki radiometr) yordamida bajariladi. Bunda, bolometr kolibrovkalangan bo'lishi kerak, ya'ni uning berilgan oqimga mos keladigan ko'rsatishi absolut energetik birliklar (erg/sek) da aniqlangan bo'lishi kerak. Tog' observatoriya-si sharoitida bunday ishlarni bajarish sermashaqqat va serxarajat bo'ladi va hamma vaqt bajarishga zaruriyat yo'q. Bu ish selektiv priyomnik yordamida ham bajarilishi mumkin. Bunday hollarda priyomnikning spektral sezgirligi hisobga olinishi va har bir spektral diapozon uchun priyomnik graduirovka (signallar shkalasini belgilash) qilinishi, ya'ni teleskop ob'yektiviga tushayotgan bir birlik energiya oqimiga qancha miqdorda fototaassurot (negativda - qorayish zichligi, elektrofo-tometrda esa - fototok) to'g'ri kelishi topilishi kerak. Bu masala ikki-ga ajratilishi mumkin: 1) tushayotgan oqim o'zgarganda priyomnik-da unga mos kelgan ko'rsatishlar bilan oqim quvvati orasidagi bog'-lanishni topish; 2) priyomnik ko'rsatishlarining hisob boshini bel-gilash, ya'ni bir birlik oqim yoki yoritilganlikka mos keladigan foto-taassurot qiymatini topish. Birinchi masala priyomnikni gradui-rovkalash, ikkinchisi esa, kalibrovkalash deb ataladi.

Fotografik fotometriyada graduirovkalash, negativni xarakteris-tik egri chizig'ini (XECh) topishdan iborat. Bu XECh intensivlik I bilan negativni qorayish zichligi D orasidagi nochiqiy bog'lanishni (5.7 formula) tasvirlaydi (5.2-rasm) va undan foydalanib, o'lchash-dan topilgan zichlikka ko'ra, unga mos keladigan intensivlik topiladi. XECh ni topish uchun o'lchanishi kerak bo'lgan spektr surati tushi-rilgan fotoplastinkaning bir chetiga, shu spektrning yoki unga o'x-shash spektrning pog'onali xiralatkich orqali olingan surati tushi-riladi. Pog'onali xiralatkich spektrini mikrofo-tometr (5.1-rasm) yordamida o'lchab, negativning XECh tuziladi. Agar bog'lanish chiziqiy bo'lsa, graduirovka masalasi hosil bo'lgan taassurotdan oqim quvvatiga o'tish koeffitsientini topish bilan yakunlanadi. Bu masalalar spektrida energiyaning taqsimlanishi m'alum bo'lgan yorug'lik manbai spektrini fotometriyalash yo'li bilan bajariladi.

Absolut spektrofotometriya masalasi kalibrovka qilingan elektro-fotometr yordamida ham bajariladi. Bunday elektrofo-tometrning kirish tirqishi (u spektrning dispersiyasiga perpendikulyar holda bo'lishi shart) oldida yoritqich spektri tirqishga tik yo'nalishda asta-sekin qat'iy bir tekis tezlikda siljutilib va unda hosil bo'lgan fototok magnet

lenta yoki diskka yozib boriladi. Spekrni kirish tirqish oldida siljitish baroborida yozuv bo'ylab, unga to'liq uzunligi belgilari qo'yib boriladi. Bunday yozuvda dispersiya yo'nalishida to'liq uzunliklari va unga tik yo'nalishda intensivlik chiqadi. Shunday usul bilan lentaga yozib olingan yozuv yoritqichning spektri bo'ladi va u yoritqichning spektrida energiyani (nurlanish oqimi quvvatini) to'liq uzunlik bo'yicha taqsimlanishini ifodalaydi. Bu taqsimot egri chizig'iga tuzatmalar kiritish zarur. Birinchi tuzatma Yer atmosferasi bilan bog'liq.

Ma'lumki, Yer atmosferasida nurlanishning yutilish va sochilish miqdori uning to'liq uzunligiga bog'liq. Demak, atmosferadan o'tayotganda osmon yoritqichi spektrining tarkibi, unda energiyani taqsimlanishi biroz o'zgaradi. Yoritqichning haqiqiy fizik ko'rsatkichlarini topish uchun buni hisobga olish zarur. Ikkinchi tuzatma, teleskopning optik qismlari va sirtlarida nurlanishning yutilishi va aks qaytishi bilan bog'liq va bular ham to'liq uzunlikka bog'liq bo'lgani uchun, ular hisobga olinishi shart. Uchinchi tuzatma past dispersiyali spektrda ajralmaydigan spektral chiziqlarda energiyaning yutilib qolgan qismi bilan bog'liq. Tutash spektrda energiyani taqsimlanishini topish uchun o'lchashlar sof tutash spektrga tegishli bo'lishi kerak va chiziqlarda to'silib qolingan energiya hisobga olinishi kerak.

b). Nisbiy spektrofotometriya. Nisbiy spektrofotometriya oqimlar yoki yoritilganliklar nisbatini o'lchashga asoslanadi. Ma'lum spektral diapazon (markaziy to'liq uzunligi λ) da ma'lum o'tkazish sohasiga ($\Delta\lambda$) ega priyomnikda i -nchi yoritqichdan kelayotgan oqim ($F_{\lambda}^i \Delta\lambda$), hamma yoritqichlar uchun umumiy solishtirish spektrga ega bo'lgan yoritqichdan kelayotgan oqim ($F_{\lambda}^0 \Delta\lambda$) bilan ketma-ket o'lchanadi va bu yoritqichlarning monoxromatik yulduziy kattaliklari

ayirmasi $\Delta m_{\lambda}^i = m_i - m_0 = 2,5 \lg \frac{F_{\lambda}^0 \Delta\lambda}{F_{\lambda}^i \Delta\lambda}$ topiladi. Solishtirish yoritqichi

ustida bajarilgan o'lchashlar absolut bo'lishi shart emas. Xuddi shunday nisbiy o'lchashlar k -nchi yoritqich uchun ham bajariladi, yani

$\Delta m_{\lambda}^k = 2,5 \lg \frac{F_{\lambda}^0 \Delta\lambda}{F_{\lambda}^k \Delta\lambda}$ topiladi. U holda, bu yoritqichlarning monoxromatik yulduziy kattaliklari ayirmasi $\Delta m_{\lambda}^{ki} = \Delta m_{\lambda}^i - \Delta m_{\lambda}^k = 2,5 \lg \frac{F_{\lambda}^k \Delta\lambda}{F_{\lambda}^i \Delta\lambda}$

bo'ladi. Har xil spektral diapozonlar (λ) uchun bajarilgan bunday o'lchashlar yoritqichlarning ayirma spektrini beradi va unga asoslanib yoritqichlarning fizik xususiyatlari nisbiy o'rganiladi. Agar birorta yoritqich spektri aniq bo'lsa, ikkinchi yoritqich spektri ham aniqlanadi.

Yoritqichning temperaturasini uning tutash spektrida intensivlikni o'zgarishidan baholash mumkin. Ma'lumki, yoritqichning sirt ravshanligi $B(\lambda, T) = \frac{I(\lambda, T)}{\pi}$ va (5.12) formuladan λ to'liqida uning yulduziy kattaligi

$$m_{\lambda} = \text{const} + 12,5 \cdot \lg \lambda + \frac{1,086 \cdot c_2}{\lambda T} + 2,5 \cdot \lg \left(1 - \exp \frac{c_2}{\lambda T} \right) \quad (5.30)$$

va ikkinchi yoritqich uchun

$$m_{\lambda}^0 = \text{const} + 12,5 \cdot \lg \lambda + \frac{1,086 \cdot c_2}{\lambda T^0} + 2,5 \cdot \lg \left(1 - \exp \frac{c_2}{\lambda T^0} \right). \quad (5.31)$$

Ular ayirmasi

$$\Delta m_{\lambda} = m_{\lambda} - m_{\lambda}^0 = 1,086 \left(\frac{1}{T} - \frac{1}{T^0} \right) \cdot \frac{c_2}{\lambda} + 2,5 \lg \frac{1 - \exp \frac{c_2}{\lambda T}}{1 - \exp \frac{c_2}{\lambda T^0}}.$$

Yulduzlarda $1 - \exp \frac{c_2}{\lambda T^0}$ kam o'zgaradi, shuning uchun yuqoridagi ifodada oxirgi hadni tushirib qoldirish mumkin. U holda,

$$\Delta m_{\lambda} = \frac{1,086 \left(\frac{c_2}{T} - \frac{c_2}{T^0} \right)}{\lambda} \quad \text{va} \quad \beta = 1,086 \left(\frac{c_2}{T} - \frac{c_2}{T^0} \right) \quad \text{belgilash kiritsak, u}$$

Δm_{λ} bilan $1/\lambda$ orasidagi chiziqli bog'lanishning ($\Delta m_{\lambda} = \beta \cdot \frac{1}{\lambda}$) burchak koeffitsienti bo'ladi. Agar T^0 -absolut qora jismning temperaturasi va Δm_{λ} tekshirilayotgan yulduz bilan T^0 temperaturali yulduz yorug'liklari ayirmasi bo'lsa, u holda, yulduzning temperaturasi

$$T = \frac{c_2}{\frac{c_2}{T^0} + 0.921 \cdot \beta} . \quad (5.32)$$

Bu temperatura gradatsion temperatura deb ataladi.

Savollar

- 1). Astrospektrofotometriya nima bilan shug'ullanadi.?
- 2). Tutash spektrni fotometriyalash yo'li bilan nimalar topiladi?
- 3). Absolut spektrofotometriyalash qanday amalga oshiriladi?
- 4). Nisbiy spektrofotometriyalash qanday bajariladi?

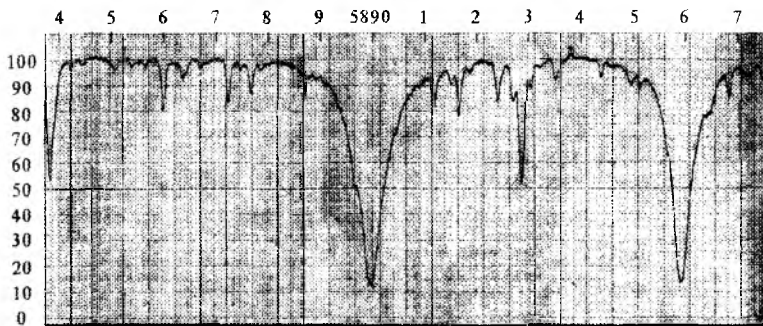
5.9.3. Yoritqichning spektral chiziqlarini fotometriyalash. Tutash spektr, bu har xil rangli nurlarning ma'lum tartibdagi ketma-ketligi, ular orasida intensivlikni uzilishi ro'y bermaydi. Qizil nurlar bilan sariq nurlar orasida ularning aralashmasidan iborat nurlar joylashadi. Spektrofotometriyada rangli fotomateriallar (fotoplyonka yoki fotoplastinka) qo'llanilmaydi, balki oq-qora tasvir beradigan fotoplastinka (plenka) qo'llaniladi. Ilmiy maqsadlarga mo'ljallangan bunday fotoplastinkalarda olingan yoritqich spektrining surati **spektrogramma** deb ataladi. U oq-qora tasvir bo'lib, **negativ** deb ataladi, unda yorug'lik ko'p tushgan joylar kam tushgan joylarga qaraganda qoraroq chiqadi. Shunday qilib, yoritqich spektrogrammasida intensivlikning taqsimlanishi uning spektrinigiga teskari. Spektrogrammada spektral chiziqlar tutash spektrning uzilish joylarini eslatadi. Aslida, bunday emas, tutash spektr uzilmagan, faqat uning intensivligi, negativda qoraligi pasaygan, xalos. Spekrda qora holda ko'ringan chiziqlar spektrogrammada oq chiziq yoki tutash spektrning «uzilishi» sifatida ko'rinadi. Spekrdagi chiziqlarning qoraligi (spektrogrammada, aksincha, oydinligi) va kengligi har xil bo'ladi. Odatda, chiziqning o'rtasi (markazi), uning eng qora (negativda oq) joyi bo'ladi. Bu joy chiziqning markaziy chastotasi (ν_0) yoki to'lqin uzunligi (λ_0) ga mos keladi. Qoralik (negativda, oydinlik) markazdan ikkala tomonga kamayib boradi. Chiziq ichidagi ma'lum chastota (n) yoki to'lqin uzunlik (λ) da qoralik (negativda, oydinlik) bu chastotada yoritqichdan kelayotgan monoxromatik oqim zichligiga bog'liq. De-

mak, bu yerda spektral chiziqning qoraligi emas, balki monoxromatik qorong'uligi to'g'risida gap ketayapti va uni intensivliklarda o'lchash kerak. Spektral chiziqni fotometriyalash uni ichida intensivlikni o'zgarishini aniqlashga, chiziqning profili (chiziqqa tik yo'nalishda to'lqin uzunligi bo'yicha intensivlikni o'zgarish egri chizig'i, 1.5-rasm) ni tuzishga va o'rganishga yo'naltirilgan. Spektral chiziqning profili yulduz atmosferasida fizik sharoitga bog'liq. Spektral chiziqlarni fotometriyalash uzoq yillar (bir asr) davomida fotografik usul bilan bajarilgan.

a). Fotografik spektrofotometriya. Astronomik kuzatishlardan yulduzning spektrogrammasi olinadi. Spektral chiziqlarni fotometriyalash uchun spektr tushirilgan fotoplastinka kalibrovka qilinishi kerak. Buning uchun spektrogrammaning xarakteristik egri chizig'i (XECh) tuziladi. Spektrogrammaning XECh unga pog'onali xiralatkich orqali olingan yoritqich spektrlariga asosan tuziladi. Xiralatkich spektrlarida, chiziq yaqinidagi tutash spektrning qorayish zichliklari (D) o'lchanadi. Absissa o'qi bo'ylab xiralatkich pog'onalarining o'tkazish koeffitsientlari (ular intensivlikka proporsional bo'ladi va odatda, o'nli logarifmlarda beriladi, $\lg(i_n)$ har bir pog'onali xiralatkichning texnik pasportida keltiriladi) ordinata o'qi bo'yicha esa ularga mos keladigan, spektrogrammada o'lchangan, pog'onalarining qora-

yish zichliklari $D_n = \lg \frac{i_n - i_q}{i_0 - i_q}$ qo'yiladi. Bu yerda, i_n , i_q , i_0 — mikro-

fotometr galvanometrining ko'rsatishi, fototok kuchi; i_n — n-chi pog'onada, i_q — qorong'ilik va i_0 — negativning toza joyida.



5.17-rasm. Quyosh spektrining fotometrik atlası (M. Minnart) dan olingan natriy qo'shaloq sariq chiziqlari bor parcha.

Spektral chiziqning yon tomonlari keskin emas, balki silliq bo'ladi. Bu atomning energetik sathlari aniq keskin emasligini (Geyzenberg noaniqligi) ko'rsatadi. Chiziq o'zaging ikkala tomonida intensivlik undan uzoqlashgan sari avval, keskin keyin esa, asta-sekin o'zgarib («qanotlarda») boradi (1.5-rasm). Spektral chiziq ichida, tor to'lqin uzunliklar oralig'ida ($\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0$), intensivlik katta miqdorlarda o'zgaradi. Shuning uchun fotografik fotometrik o'lchashlarda bitta chiziq uchun bitta XECh kerak bo'ladi.

Spektral chiziq ichida intensivlikni chiziq yaqinidagi tutash spektr intensivliklari birliklarida ifodalash maqsadga muvofiqdir. Bu maqsadda chiziqning ikkala tomonida tutash spektr sathlari topiladi va ularga asoslanib chiziq ichida tutash spektrning faraziy sathi interpolatsiya qilish yo'li bilan topiladi. Agar chiziqning yon tomonlarida tutash spektr intensivligi katta farq qilmasa, interpolatsiya chiziqiy bo'lishi mumkin. Aks holda, kvadratik interpolatsiya usuli qo'llaniladi. Agar λ to'lqin uzunlikda chiziq ichida intensivlik I_λ va shu λ da interpolatsiya qilish bilan topilgan tutash spektr intensivligi I_λ^0 bo'lsa, u

holda chiziqning nisbiy qoldiq intensivligini $r_\lambda = \frac{I_\lambda}{I_\lambda^0}$ ifodalaydi.

Qoldiq intensivlikni to'lqin uzunligi (λ) bo'yicha o'zgarish grafigi **spektral chiziqning profili** deb ataladi (1.5-rasm). Chiziqning eng qora qismi uning markaziga (λ_0) to'g'ri keladi va bu joydagi intensivlik **markaziy qoldiq intensivlik** deb ataladi. Chiziq markazidan chap va o'ng tomon uzoqlashgan sari, ya'ni uning qanotlarida, qoldiq intensivlik (r_λ) orta boradi va tutash spektrda u birga teng bo'ladi. Qoldiq intensivlikning birdan ayirmasi ($1 - r_\lambda$) **chiziqning chuqurligi** deb ataladi va u chiziq markazidan uzoqlashgan sari kamayib bora-

di. Markaziy chuqurlikning yarmiga $\frac{1 - r_{\lambda_0}}{2}$ mos keladigan joyda

chiziqning kengligi uning **yarim kengligi** deb ataladi. Tutash spektr faraziy sathi bilan chiziq profili hosil qilgan geometrik shaklning yuzasi **chiziqning ekvivalent kengligi** (W) deb ataladi. U chiziq chuqurligidan uning ichiga mos keladigan to'lqin uzunliklar bo'yicha olingan integralga teng, ya'ni

$$W_\lambda = \int_{-\infty}^{+\infty} (1 - r_\lambda) d\lambda, \quad (5.33)$$

bu yerda integrallash chegaralari $-\infty$ dan $+\infty$ gacha ko'rsatilgan, aslida integrallash chiziq qanotlarining tutash spektr bilan ustma-ust tushadigan joylarigacha bajariladi. Chiziqning ekvivalent kengligi uzunlik birlik (odatda, $m\text{Å}$ larda beriladi) ka ega va u spektral chiziqda yutilgan energiyani, tutash spektr energiyasi birligida ifodasini ko'rsatadi.

Spektral chiziqlarning profili va kengligi yulduz atmosferasining fizik holati va kimyoviy tarkibi to'g'risida muhim bilimlar beradi. Biroq, u qator xatoliklarga ega bo'lishi mumkin va haqiqiy bilimlar olish uchun bu xatoliklar hisobga olinishi kerak. Ularning eng asosiy-lari: 1) spektrograf ichida va priyomnikda sochilgan yorug'lik, u chiziqning chuqurligini o'zgartiradi; 2) spektrografning **asbobiy profili** tufayli o'zgarishi bilan bog'liq xatolik. Agar spektrografning asbobiy profili chiziqnikidan keng bo'lsa, chiziq profili aslida asbobiy profilni o'zginasi bo'ladi. Bu xatolik ekvivalent kenglikni aniqlashga kam xato beradi; 3) chiziq ichida va yon tomonlarida tutash spektr sathini o'tkazishda qo'yilgan xatoliklar. Bu xatolar chiziqning ekvivalent kengligini aniqlashga katta ta'sir ko'rsatadi;

M. Minnart (1893-1970) boshliq gollandiyalik olimlar fotografik spektrofotometriya usuli bilan Quyosh spektrining fotometrik atlasini tuzishgan. Bu atlasda tutash spektr birliklarida 20 mingdan ortiq chiziqlarni ko'rish va profilini tekshirish mumkin. Bu chiziqlar orasida ekvivalent kengligi bir necha milli angstryomdan bir necha angstryomgacha (masalan, ultra-binafshadagi kalsiy ionining rezonans chiziqlari) bo'lgan chiziqlar bor. Quyosh spektridagi chiziqlarning bir qismi Yer atmosferasida hosil bo'lgan va ular **tellurik chiziqlar** deb ataladi. Masalan, spektrning yaqin infraqizil qismida (700-800 nm) suv molekullari (H_2O) ga tegishli chiziqlar ketma-ketligi bor. Bu chiziqlar keskin chegaraga, bir necha Å ekvivalent kenglikka va bir birlik, ya'ni maksimal chuqurlikka ega. Bir birlik chuqurlikka nol nisbiy intensivlik to'g'ri keladi. Demak, bu tellurik chiziqlar ichida Quyosh nuri Yer atmosferasida to'la yutiladi va undan butunlay o'tmaydi. Ularni, spektrning qizil qismidagi vodorodning H_α ($\lambda 656,3 \text{ nm}$) chizig'i bilan solishtirib o'rganing.

Vodordning H_α chizig'ining ekvivalent kengligi ham 4 Å ga, biroq chuqurligi 0,84 ga teng. Quyosh gardishi cheti tomon bu chiziqning chuqurligi kamayib boradi (gardish cheti yaqinida u 0,77 ga teng). Demak, vodorod chizig'i markazida Quyosh nurlanish sochadi

va bu nurlanish Quyoshning atmosferasidan chiqadi. Chunki, atmosferaning qarash chizig'ida yotgan qalinligi gardish cheti tomon ortib boradi va shuning uchun Quyoshdan vodorod chizig'i nurida chiqayotgan nurlanish intensivligi gardish cheti tomon ortib boradi.

Quyosh spektridagi vodorod atomi chizig'i (H_{β}) keng qanotlarga ega. Yuqorida tilga olingan tellurik chiziqlar deyarli qanotga ega emas. Ma'lumki, qanotlar atom to'qnashishlari natijasida hosil bo'ladi (lorentscha profil, 1.6-rasmni chap tomondagisi). Quyosh atmosferasida temperatura yuqori (6-10 ming gradus), Yer atmosferasida esa, balandlik bo'yicha plus 20 dan minus 50 gradusgacha pasayib boradi. Atomlarning xaotik (betartib) tezligi temperaturaga bog'liq, temperatura qancha yuqori bo'lsa, bunday tezlik shuncha katta bo'ladi. Birinchidan, tez atomlarda yutilgan va chiqarilgan foton chastotasi qo'zg'almas atomnikidan farq qiladi (Dopler effekti). Ikkinchidan, tez atomni boshqa shunday atomlar bilan to'qnashishi tez-tez ro'y berib turadi va to'qnashish paytida atomlar energiya almashishadi: birining energiyasi biroz oshsa, ikkinchisniki shunchaga kamayadi. Agar to'qnashish paytida atom energiya yutsa (chiqarsa), bu yutilgan (chiqarilgan) erergiya endi chiziq markaziga emas, balki uning qanotlariga to'g'ri keladi (lorentscha profil). Shuning uchun Quyoshning spektral chiziqlari tellurik chiziqlarga nisbatan keng qanotlarga ega bo'ladi.

Biroq fotografik spektrofotometriyaning xatosi katta, 10% atrofi-da bo'ladi. Bu jihatdan fotoelektrik spektrofotometriya yuqori turadi.

b). Fotoelektrik spektrofotometriya. Spektrofotometrik o'lchashlar elektrofotometr yordamida bajarilganda yuqori aniqlikdagi ma'lumotlar olinadi. Elektrospektrofotometr kirish va chiqish tirqishlarga ega spektrografdan va chiqish tirqishi orqasiga o'rnatiladigan noselektiv elektrofotometr (bolometr yoki radiometr) tashkil topadi. Chiqish tirqishini dispersiya yo'nalishida bir tekis yuritib borish yoki spektrni qo'zg'almas chiqish tirqishi oldida shunday tarzda siljitish (difraksion panjarani shtrixlariga parallel o'q atrofida aylantirish) yo'li bilan yoritqichning spektri qog'oz yoki magnit tasmaga yozib olinadi. Bunday yozuvlarda tutash spektr keng spektral diapozon (200 nm) da to'liq uzunligi (λ) bo'yicha intensivligi asta-sekin o'zgarib boruvchi egri chiziq sifatida, spektral chiziqlar esa tutash spektr egrisidagi ma'lum tor diapozonlar (0.1-1 nm) da intensivlikni keskin tushishi sifatida namoyon bo'ladi. Spektrofotometrda hosil bo'lgan fototok bilan chiqish tirqishidan o'tayotgan

monoxromatik oqim orasida chiziqiy bog'lanish mavjud va u maxsus tekshirishlar natijasida topiladi va nazorat qilib boriladi. Shuning uchun elektrospektrofotometrning shkalasi va unda olingan spektrning bunday yozuvi, odatda, energetik $wt/gts.sm^2.sr$ birliklarda ifodalanadi. Magnit lentaga yozib olingan spektrning yozuvi analog (fototok) – raqam almashtirgich (ATsP – analog sifra almashtirgich) yordamida raqamlar ketma-ketligi sifatida komp'yuterga yozib olinadi. Komp'yuter dasturi yordamida bu yozuvdan spektral chiziqlarning profili tutash spektr sathiga nisbatan osonlikcha topiladi. Yulduzlarning spektrofotometrik atlaslarida har bir λ da yulduz spektrining intensivligi shu joy (λ) ga to'g'ri keladigan tutash spektr intensivligi birliklarida ifodalanadi, ya'ni normalashtiriladi (mas. Minnart atlas (5.17-rasm atlasning kichik bir qismi) Quyoshning shunday spektridir). Bunday atlaslarda, yuqorida ko'rilgan Quyoshning fotometrik atlas singari, tutash spektr sathi bir birlikka teng bo'lib, spektral chiziqlar tutash spektr sathida nisbiy intensivlikni pasayishi sifatida namoyon bo'ladi. Yulduz spektri atlaslari, spektral chiziqlarini o'lchashda va yulduz atmosferasining fizik holati va kimyoviy tarkibini o'rganishda qo'llaniladi.

Yulduz spektrini elektrofotometr yordamida yozib olish Gettsburg (AQSh) universitetu olimlari tomonidan komp'yuter dasturiy mahsulot sifatida CLEA (Contemporal Laboratory Exercise on Astronomi) va VIREO (VIRtual Educational Observatoty) nomli dasturlarda keltirilgan. Bu dasturiy mahsulotlar www.gettsburg.edu/CLEA web sahifadan olinishi mumkin. Agar VIREO komp'yuterga instolyatsiya qilinsa unda 10 ga yaqin laboratoriya ishlari qatori "Stellar spectral classification" nomli laboratoriya ishi bor. Bu ishda bir necha ming yulduzning spektrini olish mumkin.

Tutash spektrda intensivlikni to'liq uzunlik λ bo'yicha asta-sekin o'zgarishi yoritqich spektrida energiyani taqsimlanishini tasvirlaydi. Shuning uchun elektrospektrofotometr yordamida olingan bunday yozuvlar (5.13) formula bo'yicha temperaturaning har xil qiymatlari uchun hisoblangan taqsimotlar bilan solishtirilishi mumkin va bunday solishtirishlar natijasida taqsimot temperaturasi topiladi.

Agar spektrofotometrik o'lchashlarda selektiv elektrofotometr qo'llanilgan bo'lsa, fotokatodning spektral sezgirligi hisobga olinishi kerak. Bunday spektrofotometrning ko'rsatishlari (s_λ) spek-

trofotometrning spektral sezgiriligiga bo'linishi kerak. Bunday o'lchash natijalari Yer atmosferasida nurlanishning yutilishiga tuza-tilishi kerak.

Yuqorida keltirilganlardan ko'rinib turibdiki, fotoelektrik spektrofotometriyada spektr bevosita yozib olinadi. Fotografik fotometriyada esa bu ish, avval spektrni fotoplastinkaga tushirishni, keyin spektrogrammani mikrofotometrda o'lchashni ko'zda tutadi. Fotografik spektrofotometriyani Quyoshga nisbatan qo'llash mumkin. Yulduzlarning yorug'ligi kuchsiz, spektri esa yana bir necha marta kuchsizlanadi. Shuning uchun fotoelektrik spektrofotometriya yulduzlar spektrini fotometriyalashda yaxshi samara beradi.

5.9.3. Yulduz elektrospektrofotometriyasi. Ma'lumki, Yer atmosferasining notinchligi tufayli yulduz tasviri miltillab va tebranib turadi. Bu, ayniqsa, spektrni bevosita yozib olishda, spektrografning kirish (shuningdek, chiqish) tirqishida noxush holga olib keladi. Tasvirni miltillashi va tebranishi elektrofotometr signalini katta amplituda (spektral chiziq chuqurligi darajasigacha) bilan sakrashlariga sabab bo'ladi. Bu spektral tekshirishlar aniqligini tushirib yuboradi. Yulduz elektrospektrofotometri ana shu noxushlikni kamaytirishga mo'ljallangan. U ikki tarmoqli (ikkita FEK dan iborat) bo'lib, tarmoqlarning biriga yulduz spektrning tekshirilayotgan qismi ikkinchisiga esa boshqa bir oldindan tanlangan tayanch qismi (masalan difraksion spektrografda nolinch tartib) tushiriladi va tarmoqlarda signallarining ayirmasi qayd qilinadi. Ayirma signal (fototok) ni amplitudasi juda kam va spektrdan olingan yozuv yuqori sifatli bo'ladi.

Yulduz spektri chiqish tirqishi oldida dispersiya yo'nalishida bir tekis siljitib boriladi va ayirma signal o'zi yozib oluvchi asbob yordamida qog'oz yoki magnit tasmaga yozib olinadi. Bunday yozuvlarning xatosi 1-2% dan oshmaydi. Agar elektrospektrofotometrning ko'rsatishi kolibrovka qilingan, ya'ni uni ko'rsatishi oqim quvvati zichligi birliklarida bo'lsa, bunday asbob yordamida olingan yozuv yulduzning, qora, yutilish chiziqlari bilan kesilgan, tutash spektrida intensivlikni (energiyani) to'lqin uzunligi (λ) bo'yicha taqsimlanishini tasvirlaydi. Bu taqsimot absolut qora jism spektridagi taqsimot bilan solishtiriladi, natijada yulduzning rang yoki taqsimot temperaturasi topiladi.

- 1). Spektrogramma-negativni fotometriyalash uchun nimalar qilish kerak?
- 2). Negativda spektral chiziqlar qanday ko'rinishga ega?
- 3). Spektral chiziq profili nima va u qanday olinadi?
- 4). Spektral chiziq ekvivalent kengligi nimani ko'rsatadi va u qanday topiladi?
- 5). Yulduz spektrometri qanday asbob va u nima maqsadda qo'llaniladi?

5.9.4. Osmon yoritqichlari spektrida chiziqlarning to'lqin uzunligini aniqlash

a). Spektral chiziq to'lqin uzunligini aniqlashning mohiyati. Osmon yoritqichlari spektrida chiziqlarning to'lqin uzunligini aniqlash amaliy astrofizikaning eng muhim masalasi hisoblanadi. Osmon yoritqichining kimyoviy tarkibini aniqlashda uning spektridagi chiziq qaysi kimyoviy elementga tegishli bo'lishi hal qiluvchi ahamiyat kasb etadi. Quyosh va yulduzlarning fazoviy tezliklarini topishda tezlikning qarash chizig'i bo'ylab yo'nalgan tashkil etuvchisini topish zarur bo'ladi. Bu tashkil etuvchi Dopler effekti tufayli spektral chiziqning spektrda egallagan o'rmini, ya'ni to'lqin uzunligini o'zgartiradi, spektral chiziq qo'zg'olmas manba spektridagi o'rniga nisbatan siljiydi. Chiziqning bu siljish miqdori va yo'nalishiga ko'ra osmon yoritqichining qarash chizig'i bo'ylab harakat tezligi miqdori va yo'nalishi aniqlanadi.

b). Spektral chiziqlarning standart to'lqin uzunligi. Spektral chiziq to'lqin uzunligining absolut qiymati laboratoriya sharoitida uni interferometr yordamida standart metr bilan solishtirib aniqlanadi. Hozirgi paytda bosh standart sifatida kripton izotopining Kr^{86} suyuq havo temperaturasida gazsimon chaqnash spektridagi to'q sariq (zarg'aldoq) chizig'ining to'lqin uzunligi $\lambda_{Kr} = 605,78021 \text{ nm}$ qabul qilingan. Bu chiziq to'lqin uzunliklarida standart metrnin uzunlini $1650763,72 \cdot \lambda_{Kr}$ ga teng bo'ladi. Keng tarqalgan xalqaro to'lqin uzunliklar tizmi $+15^0 \text{ C}$ va 760 mm atmosfera bosimida aniqlangan kadmiyning qizil chizig'i to'lqin uzunligi $\lambda_{Cd} = 643,84696 \text{ nm}$ qabul qilingan. Bu to'lqin uzunligi birliklarida interferometrik o'lchash yo'li bilan «ikkilamchi standartlar» aniqlangan. Bu $\lambda\lambda 244,8-667,8 \text{ nm}$

to'liq uzunliklar diapozonida joylashgan temir atomlarining 306 ta, kripton vaneon atomlarining 20 tadan spektral chiziqlari va ularning to'liq uzunliklari bo'ladi.

s). Quyosh spektral chiziqlari jadvali. Quyosh spektrida to'liq uzunliklarni o'lchashda natriyning sariq chizig'i $\lambda 589,6156$ nm qo'llanilgan. Bu chiziq keng o'zakka va qanotlarga ega, shuning uchun uning to'liq uzunligini o'lchash aniqligi past. Quyosh spektridagi chiziqlarning to'liq uzunliklari natriy chizig'iga asoslanib birinchi bor Maunt Vilson observatoriyasida (AQSh) o'lchangan va jadval sifatida nashr etilgan (Rouland jadvali). 1907-yilda kadmiy chizig'i xalqaro standart sifatida qabul qilingandan keyin, Quyosh spektral chiziqlarini temir chiziqlariga nisbatan qayta o'lchash amalga oshirildi (Sent-Jon va Bebkok). 1928-yilda tuzatilgan Rouland jadvali qayta nashr etildi. Yuqori aniqlikka ega bo'lmasada bu jadval keng tarqalgan va u «Tuzatilgan ikkinchi Rouland jadvali» deb ataladi. Bu jadvalda ingichka va keskin profilga ega tellurik chiziqlarni reper sifatida qo'llash tavsiya etilgan. Quyosh yuzida magnit maydonlar va nuriy tezlik xaritalarini tuzishda shu tellurik chiziqlar (masalan, 630.1199 nm) reper sifatida qo'llaniladi.

5.9.5. Nisbiy o'lchashlardan spektral chiziqlar to'liq uzunligini aniqlash. To'liq uzunliklarining ikkilamchi standartiga tegishli chiziqlarining to'liq uzunligi ham interferometr yordamida o'lchanadi. Bunday interferometrik o'lchashlarni keng ko'lamda bajarib bo'lmaydi. Shuning uchun amalda boshqa chiziqlarning to'liq uzunligi ikkilamchi chiziqlarga nisbatan o'lchanadi. Ikkilamchi chiziqlarning ko'pchiligi temir atomlariga tegishli va ularni spektrning xohlagan qismida topish mumkin. Bu chiziqlarni spektrogrammaga tushirish kerak bo'ladi. Bu amal osmon yoritqichi spektri ustiga va ostiga solishtirish spektrini hosil qilishni talab etadi.

a). Solishtirish spektri. Solishtirish spektrini temir tayoqchalar orasida ro'y beradigan elektr yoyi (elektr payvandchilar qo'llaydigan) berishi mumkin. Osmon yoritqichi spektridagi chiziqlarning to'liq uzunligi solishtirish spektridagi chiziqlarga nisbatan o'lchanadi. Tekshirilayotgan chiziqning to'liq uzunligi solishtirish spektridagi chiziqlarning (ularning biri tekshirilayotgan chiziqning qisqa to'liqlik, ikkinchisi uzun to'liqlik tomonida) to'liq uzunliklarini interpolatsiya qilish yo'li bilan topiladi.

5.18-rasm. Yulduz spektri (tasma o'rtasida, qora chiziqlar bilan kesilgan oq tasma) solishtirish spektri (tasmaning ustki va pastki qismlarida, yorug' chiziqlar) bilan birgalikda.

b). Prizmali spektrografda olingan spektrda o'lchashlar. Prizmali spektrograflarda olingan spektrlarda dispersiya to'liq uzunlik bo'yicha o'zgarib boradi (qisqa to'liqlar tomon kamayadi). Bunday spektrogrammada nisbiy o'lchashlar Kornyu formulasiga (3.3) yoki quyidagi Gartman formulasiga asoslanadi

$$(\lambda - \lambda_0)^\alpha = \frac{C}{n - n_0}, \quad (5.34)$$

bu yerda λ_0 , n_0 va S o'zgarmas miqdorlar, α ham birdan kichik o'zgarmas son; α va λ_0 dispersiyani o'zgarishni belgilaydi; n_0 – spektrogrammani komparator (spektrogrammani o'lchashga mo'ljallangan asbob) stolchasiga joylashtirishga bog'liq; C – komparator vinti yo'li bahosiga va o'lchanayotgan spektr sohasiga bog'liq.

Kornyu doimiyliklari (λ_0 , n_0 va C) qiymatini topish uchun solishtirish spektrida uchta chiziqning holati (n_1 , n_2 , n_3) o'lchanadi va ularning oldindan ma'lum bo'lgan to'liq uzunliklari (λ_1 , λ_2 , λ_3) ga asosan uchta tenglama tuziladi. Bu tenglamalarni yechib λ_0 , n_0 va C topiladi.

s). Difraksion spektrda o'lchashlar. Difraksion spektrografda olingan spektrogrammada dispersiya spektr bo'ylab deyarli o'zgar olmaydi. Bu chiziqning to'liq uzunligini aniqlashda chiziqiy interpolatsiyadan foydalanishni ta'minlaydi. Masalan, ikkala tomonida bittadan ikkita chiziq (λ_1 , λ_2) bo'lgan tekshirilayotgan chiziqning to'liq uzunligi λ , uning uchun komparatorda o'lchangan n quyidagi formula bilan hisoblanadi:

$$\lambda = \lambda_1 + \frac{\lambda_2 - \lambda_1}{n_2 - n_1} (n - n_1). \quad (5.35)$$

Keng spektral sohalar uchun quyidagi shakldagi kvadratik formula qo'llaniladi:

$$\lambda = \lambda_1 + a(n - n_1) + b(n - n_1)^2. \quad (5.36)$$

Bu yerda a va b o'zgarmas miqdorlar va ular solishtirish spektridagi λ_1 chiziqdan boshqa yana ikkita chiziqni o'lchashdan aniqlanadi. O'lchash natijalariga asoslanib tenglamalar sistemasi tuziladi va ular kvadratik xatolarni minimumlashtiruvchi usul bilan yechiladi (a va b aniqlanadi). Aniqlangan bu a va b o'zgarmas miqdorlarni, yulduz spektridagi chiziqning o'lchashdan topilgan n ni va solishtirish spektridagi standart chiziqqa tegishli (λ_1, n_1) qiymatlarni (5.36) tenglamaga qo'yib yulduz spektridagi chiziqning to'lqin uzunligi λ hisoblab topiladi.

VI BOB. YULDUZLARNING FIZIK KO'RSATKICHLARINI ANIQLASH USULLARI

Yulduzlarning fizik ko'rsatkichlari ularni astrofizik usullar bilan tekshirish natijasida aniqlanadi. Masalan, yulduz sirtining temperaturasi spektrofotometrik va kolorimetrik o'lchashlardan, yulduzning radiusi yulduz interferometri yordamida o'lchanadi yoki temperaturasi va absolut yulduziy kattaligi va ko'rinma burchak kattaligi o'lchangan yulduzlar uchun oddiy hisoblashlar orqali topiladi. Yulduz atmosferasida modda zichligi va atmosferaning kimyoviy tarkibi, shuningdek, yulduzni o'q atrofida aylanish tezligi va magnit maydoni spektral chiziqlari profilini o'lchash va tekshirishlar yo'li bilan aniqlanadi. Qo'shaloq yulduz a'zolarining massasi ularga Keplerning uchinchi umumlashtirilgan qonunini qo'llash yo'li bilan aniqlanadi, yakka yulduzlarning massasi «massa - yorqinlik» bog'lanishidan foydalanib baholanadi. Yulduzning fazoda nuriy tezligi, spektral chiziqlarining to'lqin uzunligini aniq o'lchash yo'li bilan topiladi.

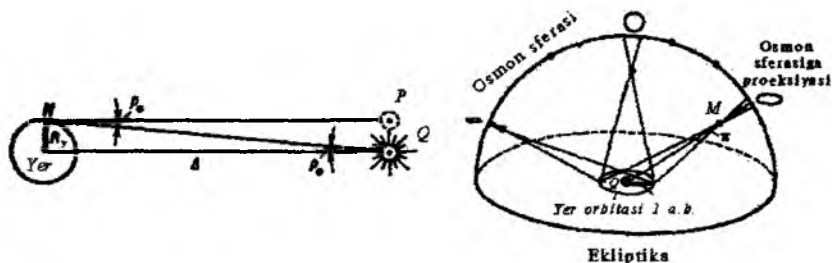
Yulduzlarning ayrim fizik ko'rsatkichlarini aniqlashda ularning uzoqligini bilish zarur bo'ladi. Masalan, eletrofotometr yordamida o'lchangan yulduzning ko'rinma yulduziy kattaligi kuzatish joyida yulduz hosil qilayotgan yoritilganlikka asosan topiladi. Ma'lumki, yoritilganlik masofaning kvadratiga teskari proporsional o'zgaradi. Yaqindagi kuchsiz yulduz uzoqdagi kuchli yulduzdan ko'p yoritishi mumkin. Demak osmon yoritqichlarining yorug'ligiga ko'ra, fizik ko'satkichlarini aniqlash uchun ularning uzoqliklarini bilishimiz kerak bo'ladi.

6.1. Osmon yoritqichlarining uzoqligini aniqlash usullari

Osmon yoritqichlarining uzoqligini aniqlash usullarini uchga bo'lish mumkin: birinchi (trigonometrik) usul kuzatish joyi o'zgaranda yaqin yoritqichni uzoqdagi yoritqichga nisbatan ko'rinma siljishini (parallaktik siljishni yoki parallaksini) o'lchashga asoslangan; ikkinchi usul yoritqichning boshqa yo'llar bilan aniqlangan

absolut va elektrofotometr yordamida o'lchangan ko'rinma yulduziy kattaligiga ko'ra hisoblashga asoslangan; uchinchi usul yulduzning spektral va yorqinlik sinfiga ko'ra uning uzoqligini (spektral paralaks) topishga asoslangan.

a). Trigonometrik usul. Bu usulni nisbatan yaqin osmon yoritqichlarini uzoqligini o'lchashda qo'llash mumkin bo'ladi. Kuza-tish joyini o'zgartirish amalda bir-biridan yetarli daraja (Oy, Qu-yosh va sayyoralar uzoqligini o'lchashda Yer shari radius katta-ligida (6.1-rasm, a), yulduzlar uzoqligini o'lchashda Yer orbitasi kattaligida (6.2-rasm, b)) uzoqda bo'lgan ikkita joy (*A* va *B*) dan yoritqichni kuzatish va koordinatalarini aniqlashga asoslangan.



6.1-rasm. Yoritqichning parallaksini aniqlash. Chapda Quyosh sistemasi jismlarining gorizonttal paralaksni aniqlash, o'ngda esa yulduzlarning yillik parallaksni.

Oy va sayyoralarning parallaksini aniqlashda bitta meredianda yotgan ikkita, *A* va *B*, geografik punktdan bir vaqtda uzoqligi aniqlanayotgan yoritqich (Oy yoki sayyora) ning zenit masofasi o'lchanadi. Kuzatish joylarining geografik kenglamalari (φ_A va φ_B) ni bilgan holda yoritqichning parallaktik siljishi (**u gorizonttal paralaks** deb ataladi) uning o'lchangan zenit masofalari (z_A va z_B) dan quyidagi formula yordamida hisoblanadi:

$$p = \frac{(\varphi_A - z_A) - (\varphi_B - z_B)}{\sin z_B - \sin z_A} \quad (6.1)$$

Yoritqich (Oy va sayyoralar) ning gorizonttal paralaksi gorizont yaqinida eng katta qiymatga ega bo'ladi va uni o'lchashda ro'y beradigan nisbiy xato kichik bo'lishi mumkin. Yer radiusi (R_{\oplus}) ni

bilgan holda gorizontal parallaksiga ko'ra yoritqichning uzoqligini hisoblab topish mumkin.

$$r = \frac{R_{\oplus}}{\sin p} = R_{\oplus} \frac{206265}{p} \quad (6.2)$$

Odatda, sayyoralarning gorizontal parallaks kichik (Oyning gorizontal parallaksi eng katta bo'ladi va u 57 yoy minutiga teng) burchak, shuning uchun yuqoridagi formulada sinusni ($\sin p$) sekundlarda ifodalangan uning argumenti (p'') bilan almashtirdik.

Yulduzlarning parallaktik siljishi bir burchak sekunddan kichik va uni o'lchashda Yer o'lchamlari (diametri ham) yetarli emas bo'lib chiqadi va bunda kuzatish joyining o'zgarishini yana ham kattaroq tanlash kerak bo'ladi. Bunday joyni o'zgartirishi sifatida Yerning Quyosh atrofida aylanishi natijasida kuzatish joyini o'zgarishidan foydalanish maqsadga muvofiq bo'ladi. Yer yarim yilda Quyosh atrofida orbital aylanishi natijasida A nuqtadan B (Quyoshga nisbatan qarama-qarshi) nuqtaga o'tadi (6.1-rasm, b). Bunda yaqin yulduzlar uzoq yulduzlarga nisbatan parallaktik siljish ko'rsatadilar: eng yaqin yulduz eng katta va uzoqroqdagi yulduz kichikroq (eng uzoqdagisining parallaktik siljishi o'lchab bo'lmaydigan darajada kichik (nolga teng) bo'ladi). Bunday usul bilan o'lchangan parallaktik siljish **yillik parallaks** deb ataladi. Eng yaqin yulduzning (u Proksima, ya'ni eng yaqin deb ataladi) yillik parallaksi $0''751$ ga teng bo'ladi. Agar a Yer orbitasining katta yarim o'qi (u $a=149600000$ km ga teng va astronomik masofa birligi, qisqacha astronomik birlik, a.b.) bo'lsa, u holda, π'' yillik parallaksiga ega yulduzning uzoqligi

$$r = \frac{a}{\sin \pi} = a \frac{206265}{\pi''} = \frac{1}{\pi''} \quad (6.3)$$

parsek bo'ladi. Yillik parallaks π'' yoy sekundlarida ifodalanadi va bir yilda yulduzning osmon sferasida o'rni jami $2\pi''$ ga siljiydi. Ekliptika qutbi yaqinidagi yulduz yil davomida diametri $2\pi''$ bo'lgan ko'rinma aylana yo'lni o'tadi. Ekliptika tekisligidagi yulduz esa o'zining o'rtacha vaziyatidan qarama-qarshi tomonlarga qarab $\pm\pi''$ ga siljiydi. Astronomiyada yulduzlarning uzoqligini o'lchashda parsek (parallaktik sekund) qabul qilingan. Agar $\pi''=1''$ bo'lsa $r=206265 \cdot a=206265$ a.b.=1 parsek=1 ps.

Yulduzning parallaktik siljishi juda uzoqdagi yulduzlarga yoki boshqa galaktikalarga nisbatan uning ekliptik koordinatalarini o'l-

chashdan topiladi. Yillik parallaksni o'lchashga asoslangan usul eng uzoq yulduzni ekliptik koordinatalarni o'lchash aniqligi beqilaydi. Hozirgi zamonda yulduz koordinatalari $\pm 0,001''$ xatolik bilan o'lchanadi, demak, hozirgi zamon o'lchash asboblari 1000 ps uzoqlikkacha bo'lgan yulduzlar masofasini aniqlashi mumkin. Bunday yulduzlar Quyosh atrofida joylashgan va ularning soni 7500 taga yetadi. Agar Galaktika markazigacha masofa 10 ming ps ligini hisobga olsak, parallaksi o'lchash mumkin bo'lgan eng uzoq yulduzning uzoqligi bundan o'n marta kichikligi ma'lum bo'ladi. Demak, yillik parallaksiga nisbatan masofasi aniqlangan yulduzlar ko'p emas. Biroq, yulduzlarning ayrim umumiy qonuniyatlarini chiqarishda bu yetarli bo'ladi. Yana ham uzoqda joylashgan yulduzlarning uzoqligi ularning boshqa ko'rsatgichlari va xususiyatlariga asoslanib topiladi.

b). Absolut kattaligi ma'lum yulduzlarning uzoqligini aniqlash. Agar yulduzning absolut kattaligi (M) ma'lum bo'lsa, uning ko'rinma yulduziy kattaligi (m) ni o'lchab masofa moduli formulasidan uning uzoqligini hisoblab topish mumkin:

$$r = 10^{1-0.2(M-m)}, \text{ ps.} \quad (6.4)$$

Yulduzning absolut kattaligini topishning bir necha usullari bor: 1). Sefeidalarining absolut kattaligi bilan pulsatsiyalanish davri orasida bog'lanish topilgan. Bu bog'lanishni amerikalik astronom X. Levitt (1868-1921) 1907-yilda Magellan Bulutlaridagi sefeidlarni tekshirishdan kashf etgan. Sefeidaning pulsatsiyalanish davri aniqlangan hamda ko'rinma kattaligi o'lchangan bo'lsa, Levitt bog'lanishidan M ni va (6.4) dan uzoqligi topiladi. 2) Yangi va o'ta yangi yulduzlarning absolut kattaligi ma'lum qiymatlarga teng bo'ladi. Agar kuza-tishdan yulduzning yangi (o'ta yangi) ligi va maksimumda ko'rinma kattaligi o'lchangan bo'lsa, (6.4) formuladan foydalanib uning uzoqligi hisoblab topiladi.

s). Yulduzning spektral va yorqinlik sinflariga ko'ra uzoqligini aniqlash. Agar yulduzning yaxshi sifatli spektri olingan hamda ko'rinma kattaligi o'lchangan bo'lsa, uning spektridan spektral va yorqinlik sinflari aniqlanishi mumkin (keyingi bobning oxirida keltirilgan). Masofasi ma'lum bo'lgan yulduzlar bo'yicha tuzilgan «Spektr-yorqinlik» diagrammasidan endi tekshirilayotgan yulduzning absolut kattaligini topamiz va ko'rinma kattaligini bilgan holda (6.4) formula yordamida uning uzoqligi hisoblab topiladi.

6.2. Yulduzlar temperaturasini aniqlash usullari

Yulduzlar temperaturasini aniqlashning bir necha usullari ishlab chiqilgan va astrofizik amaliyotda qo'llaniladi.

a). Yulduzlarning effektiv temperaturasini aniqlash. Yulduzning nurlanish energiyasi asosan uning tutash spektrida sochiladi. Bu spektr yulduzning fotosfera (yorug'lik sferasi demakdir) deb ataluvchi qatlamidan sochiladi. Demak, biz yulduzning nuriy energiyasini o'lchash yo'li bilan ana shu fotosfera qatlamning temperaturasini va radiusini aniqlashimiz mumkin. Bunda fotosfera absolut qora jism singari nurlanish sochadi deb qabul qilinadi. Shuning uchun bu qatlamga Plank (1.8) va Stefan-Bolsman (1.10) qonunlarini qo'llashimiz mumkin. Bu qonunlar burchakiy diametri ma'lum bo'lgan yulduzning yorug'ligini (yulduziy kattaligini) o'lchash yo'li bilan uning effektiv temperaturasini va radiusini o'lchashga imkon beradi.

Yulduzning yorqinligi (L) uning sirti yuziasi ($4\pi R^2$ — R — yulduz radiusi) ni yuza birligidan sochilayotgan quvvat (ε) ko'paytmasiga teng, ya'ni $L=4\pi R^2 \cdot \varepsilon$. Bu quvvat bolometr (nuriy energiyani noselektiv (tanlamasdan) o'lchaydigan asbob) yordamida o'lchanadi va u yulduzdan barcha spektral diapazonlarda sochilayotgan energiyalar yigindisiga teng. Yulduz absolut qora jism singari nurlanish sochadi deb hisoblansa, uning yuza birligidan sochilayotgan to'la energiya temperaturaning to'rtinchi darajasiga proporsional (1.10) bo'ladi, ya'ni

$$\varepsilon = \sigma T_e^4. \quad (6.5)$$

Bu Stefan-Bolsman qonunidir, $\sigma = 5,67 \cdot 10^{-12} \text{ vt/sm}^2 \text{ grad}^4$ va bu yerda T_e effektiv temperatura deb ataladi. Yulduz yuzidan sochilayotgan bu L quvvat undan r uzoqlikda turgan Yer yuzidagi nurlanish priyom-

nigida $E = \frac{L}{4\pi r^2} = \sigma T_e^4 \left(\frac{R}{r}\right)^2$ yoritilganlik hosil qiladi. Agar yulduzning

yoy sekundlarida ifodalangan burchakiy diametrini $d'' = 206265 \left(2 \frac{R}{r}\right)$

bilan belgilasak, u holda, uning effektiv temperaturasi

$$T_e = 642,3 \cdot \sqrt[4]{\frac{E}{\sigma d^2}}, \quad (6.6)$$

bu yerda E bolometrik yulduz kattaligi (m_b) orqali ifodalanishi kerak. Quyosh va yulduzga nisbatan Pogson formulasini yozamiz:

$$\lg\left(\frac{E_*}{E_\odot}\right) = 0,4(m_b^\circ - m_b^*), \quad (6.7)$$

bu yerda E_\odot va m_b° — Quyosh, E_* va m_b^* — yulduz hosil qilayotgan yoritilganlik va uning bolometrik yulduziy kattaligi. Agar Quyoshning bolometrik yulduziy kattaligi $m_b^\circ = -26,82$, yorqinligi $E_\odot = 130000$ lk ekanligi hisobga olinsa, u holda,

$$\lg E_* = \lg E_\odot - 10,73 - 0,4m_b^* \quad \text{va} \quad \lg \frac{E_*}{\sigma} = 10,38. \quad (6.8)$$

Endi (6.5) ni logariflaymiz va (6.7) ni hisobga olsak, u holda yulduz uchun quyidagi ifodani topamiz:

$$\lg T_e = 2,718 - 0,1m_b^* - 0,5 \lg d. \quad (6.9)$$

Bu usulni faqat burchakiy diametri (d) o'lchangan 50 tacha yulduzga nisbatan qo'llanilash mumkin. Bu yulduzlarning vizual nurlarda yulduziy kattaligi m_V o'lchanadi va ularning spektral sinfiga ko'ra bolometrik tuzatmasi (Δm_b) topiladi (5.9-jadval) va bolometrik yulduziy kattaligi $m_b = m_V + \Delta m_b$ hisoblab topiladi.

b). Yulduzlar temperaturasini aniqlashning kolorimetrik usuli. Yulduzlarning rang ko'rsatkichlari bizga ularning spektrida energiyani taqsimlanishi to'g'risida ma'lumot beradi. Ma'lumki, absolut qora jismning (yulduzning ichki, zich qatlamlari shunday) spektrida energiyani taqsimlanishi nurlanishning to'lqin uzunligi (λ) ga va manb'aning temperaturasi (T) ga bog'liq. Demak, har xil spektral diapazonlarda o'lchangan yulduziy kattaliklar ayirmasi to'lqin uzunligiga va temperaturaga bog'liq.

Astrofotometrik o'lchashlarda biz ma'lum (λ_1 dan λ_2 gacha) spektral diapazonda (oraliqda) yulduzdan kelayotgan nurlanish oqimi ($F(\lambda_1, \lambda_2)$) ni o'lchaymiz. Odatda, bunday o'lchashlar nisbiy xarakterga ega, ya'ni bir yulduzning yorug'ligi boshqa yulduzniki bilan yoki birorta yulduzning bir spektral diapazondagi yorug'ligi boshqa diapazondagisi bilan solishtirib o'lchanadi. Shuning uchun

$$\frac{F(\lambda_1, \lambda_2)}{F(\lambda_3, \lambda_4)} = \frac{E(\lambda_1, \lambda_2)}{E(\lambda_3, \lambda_4)} = \frac{I(\lambda_1, \lambda_2)}{I(\lambda_3, \lambda_4)},$$

ya'ni, oqimlar yoki yoritilganliklar nisbati o'rnida shu oraliqlarda oqimning o'rtacha spektral zichligini yoki intensivlik, ishlatish

mumkin. Bu nisbat monoxromatik nurlanish uchun (5.12) formulaga asosan quyidagicha ko'rinishga ega:

$$\frac{E(\lambda_2, T)}{E(\lambda_1, T)} = \frac{I(\lambda_2, T)}{I(\lambda_1, T)} = \left(\frac{\lambda_1}{\lambda_2} \right)^5 \exp \left(c_2 \left(\frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2} \right) \frac{1}{T} \right) \quad (6.10)$$

Agar bu nisbatga Pogson formulasini qo'llasak

$$\lg \frac{E(\lambda_2, T)}{E(\lambda_1, T)} = 0,4(m(\lambda_1) - m(\lambda_2)) = 5(\lg \lambda_1 - \lg \lambda_2) + c_2 \lg \frac{\lambda_1}{\lambda_2} \frac{1}{T}$$

ni olamiz. $C_e = m(\lambda_1) - m(\lambda_2) = 2,5 \lg \frac{E(\lambda_2, T)}{E(\lambda_1, T)}$ belgilash kiritsak, u

holda, C_e — rang ekvivalenti deb ataladi. Agar $C_0 = 12,5(\lg \lambda_1 - \lg \lambda_2)$ belgilash kiritsak, u holda

$$C_e = C_0 + 1,56 \frac{\lambda_1}{\lambda_2} \frac{1}{T} \quad (6.11)$$

Bundan $T = 1,56 \frac{\lambda_1}{\lambda_2} \frac{1}{C_e - C_0}$ va λ — to'liq uzunliklar, sm larda. Bu

formular monoxromatik nurlanishni ideal priyomnik bilan ideal sharoitlarda o'lchash uchun chiqarildi. Real sharoitlarda biz Yer atmosferasida va teleskopning optik qismlari va sirtlarida yutilishi va sochilishi natijasida spektral tarkibi biroz o'zgargan yulduz nurlanishini ma'lum spektral sezgirlikka va o'tkazish polosaga ega priyomnik yordamida biror fotometrik tizimda o'lchaymiz. Yulduzning haqiqiy fizik ko'rsatkichini topish uchun sanab o'tilgan o'zgarishlar va xususiyatlar hisobga olinishi kerak. Biror λ_1 dan λ_2 gacha spektral diapazonni o'z ichiga olgan "k" fotometrik tizimda yulduz kattaligi

$$m_k = -2,5 \lg \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} E(\lambda, T) \cdot p_\lambda(z) \cdot q_\lambda \cdot s_\lambda d\lambda + const \quad (6.12)$$

Bu yerda $E(\lambda, T)$ – yoritilganlik, $p_\lambda(z)$ – Yer atmosferasining spektral o'tkazish koeffitsiyenti, q_λ – optik tizimning o'tkazish koeffitsiyenti, s_λ – nurlanish priyomnigini spektral sezgirligini belgilovchi koeffitsiyent; konstanta, const, yulduziy kattaliklar tizimi k hisob boshini belgilash bilan bog'liq miqdor. Biror boshqa spektral diapozonda, masalan λ_3 dan λ_4 gacha, va "P" tizimda berilgan yulduz ustida bajarilgan o'lchashlar m_1 kattalikni beradi, u holda, rang ekvivalenti quyidagicha ko'rinishga ega bo'ladi:

$$C_{ki} = m_k - m_l = - \frac{2,51 \lg \left(\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} E(\lambda, T) p_\lambda(z) q_\lambda s_\lambda d\lambda \right)}{\int_{\lambda_3}^{\lambda_4} E(\lambda, T) p_\lambda(z) q_\lambda s_\lambda d\lambda} + const1 \quad (6.13)$$

Fotografik ($k=pg$) va fotovizual ($l=pv$) o'lchashlar natijasida topilgan rang ko'rsatkichi $C_{pg,v} = m_{pg} - m_{pv}$ bilan yulduzning rang temperaturasi (T) orasidagi tajriba yo'li bilan topilgan bog'lanish quyidagi ko'rinishga ega

$$T = \frac{7200}{C_{pg,v} + 0,65^m} \quad (6.14)$$

Asosiy fotoelektrik rang ko'rsatkichi ($B-V$) uchun quyidagi empirik bog'lanish topilgan:

$$T = \frac{7920}{(B-V) + 0,72^m} \quad (6.15)$$

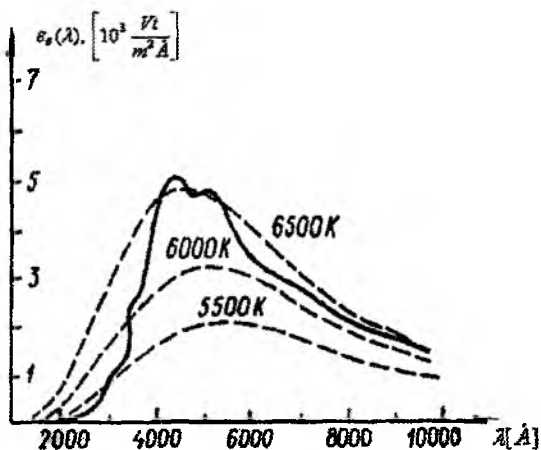
Shunday qilib, yulduzlarning rang ko'rsatkichlari, ularning spektrida energiyani taqsimlanishini ko'rsatish bilan bir qatorda ularning temperaturasini ham aniqlashga imkon beradi. Ko'pchilik yulduzlarning temperaturasi 2800° dan to 30000° gacha bo'lgan oraliqda joylashadilar. Koinotda bundan ham yuqori temperaturali jaryonlar kuzatiladi, biroq ular asosan noisliqlik xususiyatiga ega.

v). Yulduzlarning rang yoki taqsimot temperaturasi. Ma'lumki absolut qora jism sirtining yuza birligidan sochilayotgan oqim quvvati zichligini Plank (1.8) yoki $\lambda T > 1$ bo'lganda Vin (1.9) formulalar ifodalaydi va u jismning temperaturasi (T) ga va u sochayotgan nurlanishning to'liq uzunligi (λ) ga bog'liq. Agar (1.8) ifodani

barcha λ bo'yicha integrallasak, u holda, yuza birligidan sochilayotgan to'la energiya chiqadi. To'la energiya (ϵ) absolut spektrofotometrik o'lchashlar natijasida olingan taqsimot egri chizig'i bilan to'lqin uzunliklar qo'yilgan koordinata o'qi hosil qilgan sirtning yuziga teng. Plank taqsimoti (1.8) va unga asosan chiqarilgan to'la energiya formulasi (6.5) faqat issiqlik nurlanishi sochayotgan absolut qora jism uchun to'g'ridir.

Absolut spektrofotometrik o'lchashlardan topilgan va tuzatmalar kiritilgan taqsimot (oqim quvvati zichligini to'lqin uzunligi bo'yicha o'zgarishi) nazariy yo'l bilan chiqarilgan formulalar (1.8) yoki (6.5) asosida har xil temperatura (T) lar uchun hisoblangan taqsimotlar bilan solishtiriladi (6.2-rasm) va o'lchashdan topilgan taqsimotni eng yaxshi tasvirlovchi nazariy taqsimotga mos keluvchi temperatura yoritqichning ravshanlik temperaturasi deb qabul qilinadi.

Ravshanlik va effektiv temperatura issiqlik xususiyatiga ega nurlanish uchun o'rinlidir. Ammo, osmon yoritqichlarining nurlanishi tarkibida noissiqlik xususiyatga ega tashkil etuvchi ham bo'lishi mumkin. Bunday hollarda taqsimotlar bir-biridan farq qiladi. Umuman olganda, yulduzlar spektridagi taqsimot bilan nazariy taqsimot orasida



6.2-rasm. Quyosh spektrida energiyani taqsimlanishi (yo'g'on egri chiziq) har xil temperaturalar uchun Plank formulasi bo'yicha hisoblangan taqsimotlar bilan solishtirish uchun.

farq oz bo'lsada hamma vaqt mavjud bo'ladi. Buning sababi, birinchidan, yulduz atmosferasining nurlanishi absolut qora jismnikidan farq qiladi, ikkinchidan, yulduz atmosferasining yutish koeffitsiyenti murakkab ko'rinishga ega bo'lishi mumkin.

Yoritqichning absolut yuza ravshanligini (yuza birligidan sochilayotgan nurlanish oqimi quvvatini) bilmadan turib, ko'rsatishi absolut birliklarda bo'lmagan bolometr yoki radiometr yordamida bajarilgan o'lchashlar asosida uning rang temperaturasini aniqlash mumkin. Bunday o'lchash natijalari absolut o'lchashlardan doimiy ko'paytuvchiga farq qiladi xolos va u taqsimotni o'zgartirmaydi. Kuzatishlardan topilgan taqsimotni birorta hisoblangan taqsimot bilan ustma-ust tushguncha ordinata o'qi bo'ylab surish mumkin. Bu holda ham kuzatishdan olingan taqsimotga eng yaqin joylashgan yoki undan eng kam chetlanishga ega nazariy taqsimotga mos keladigan temperatura yoritqichning taqsimot temperaturasi deb qabul qilinadi.

g) yulduzning gradatsion temperaturasi. Ma'lumki, yoritqichning sirt ravshanligi $B(\lambda, T) = \frac{I(\lambda, T)}{\pi}$ va (5.30) formuladan

λ uzunlikdagi to'liqida uning yulduz kattaligi $m_\lambda = const + 12,5 \lg \lambda +$

$+ 1,086 \frac{c_2}{\lambda T} + 2,5 \lg(1 - e^{-\frac{c_2}{\lambda T}})$ va ikkinchi yoritqich uchun $m_\lambda^0 = const +$

$+ 12,5 \lg \lambda + 1,086 \frac{c_2}{\lambda T^0} + 2,5 \lg(1 - e^{-\frac{c_2}{\lambda T^0}})$. Ularning ayirmasi uchun quyidagi ifodani chiqaramiz:

$$\Delta m_\lambda = m_\lambda - m_\lambda^0 = 1,086 \left(\frac{1}{T} - \frac{1}{T^0} \right) \frac{c_2}{\lambda} + 2,5 \lg \frac{1 - e^{-\frac{c_2}{\lambda T}}}{1 - e^{-\frac{c_2}{\lambda T^0}}}. \quad (6.16)$$

Yulduzlarda $(1 - e^{-\frac{c_2}{\lambda T^0}})$ kam o'zgaradi, shuning uchun yuqoridagi ifodadagi oxirgi hadni tushirib qoldirish mumkin. U holda, ko'rilyotgan yulduzlarning yulduziy kattaliklar ayirmasi uchun quyidagi ifodani olamiz:

$$\Delta m_{\lambda} = 1,086 \left(\frac{c_2}{T} - \frac{c_2}{T^0} \right) \frac{1}{\lambda}.$$

Agar $\beta = 1,086 \left(\frac{c_2}{T} - \frac{c_2}{T^0} \right)$ belgilash kiritsak, u holda, $\Delta m_{\lambda} = \beta \frac{1}{\lambda}$

va yulduzlarning temperaturalari farqini belgilovchi koeffitsient (β) yulduziy kattaliklar ayirmasi Δm_{λ} bilan $1/\lambda$ orasidagi chiziqli bog'lanishning burchak koeffitsienti bo'ladi va u **nisbiy spektrofotometrik gradient** deb ataladi. Bu yerda $s_2 = 1,44 \text{ sm}\cdot\text{grad}$. Odatda, gradientlar spektrofotometrik gradienti (β) Quyosh yoki laboratoriya manbai bilan solishtirib topilgan yulduzlar tizimiga nisbatan aniqlanadi. β faqat temperatura (T) ga bog'liq va uning ortishi bilan kamayib boradi $T \rightarrow \infty$ bo'lganda $\beta \rightarrow 0,5$ ga intiladi. Agar T^0 – absolut qora jismning temperaturasi va Δm_{λ} tekshirilayotgan yulduz bilan T^0 temperaturali yulduz yorug'liklari ayirmasi bo'lsa, u holda, tekshirilayotgan yulduzning temperaturasini quyidagi formuladan topish mumkin:

$$T = \frac{c_2}{\frac{c_2}{T_0} + 0,921\beta}. \quad (6.17)$$

Bu temperatura **gradatsion temperatura** deb ataladi. Biroq Δm_{λ} bilan $1/\lambda$ orasidagi barcha, nisbatan tor (100 nm), spektral diapazonlarda chiziqiyigicha qolsada keng ($\geq 200 \text{ nm}$) diapazonlarda bu xususiyatini biroz o'zgartiradi. Demak, keng spektral diapazonda yulduz spektrini bitta temperatura bilan ifodalab bo'lmaydi. Buning bir necha sabablari bo'lishi mumkin: 1) yulduz spektrida energiyani taqsimlanishi absolut qora jismnikidan farq qiladi; 2) yulduzlararo muhitda yulduz nurini qizarishi aniq hisobga olinmagan; 3) yulduz spektridagi chiziqalarda yutilish yaxshi hisobga olinmagan; 4) nurlanish yulduz atmosferasidan o'tayotganda, uning spektral tarkibi o'zgaradi va buni ham hisobga olish kerak. Buning uchun yulduz atmosferasida energiyani o'tkazish jarayonlarni, energiyani uzatish mexanizmlarini ko'rib chiqish, tenglamalarini yechish zarur bo'ladi. Bu masalalar ushbu darslikning yettinchi bobida ko'riladi.

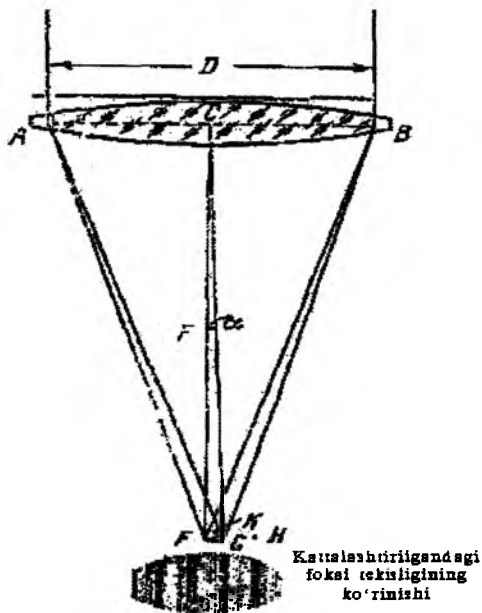
6.3. Yulduzlarning radiusini aniqlash usullari

Yulduzlar radiusini aniqlashning ikki xil usuli mavjud: bevosita usul va bilvosita usul. Birinchi usul yulduz intermerometri yordamida bajariladi va yulduzning burchakiy diametrini o'lchashga asoslangan.

Biz yuqorida yulduzlar nuqtasimon yorug'lik manbalari deb ta'rif bergan edik. Aslida yulduzlar juda kichik (burchakiy kattaligi yoy sekundining yuzdan biridan kichik) gardishcha shaklga ega. Ideal teleskopning fokal tekisligida yulduz tasvirining diametri (2.4) formulaga ko'ra vizual nurlarda $2r=1,34F/D$ mikrondan kichik bo'lmaydi. Bu tasvir yulduzning difraksion tasviridir. Bunga osmonda (teleskopning fokal tekisligida) $28''/D$ yoy to'g'ri keladi. Bu yerda D teleskop obektivining diametri, sm larda berilgan. Yulduzning difraksion tasviri diametri uning burchakiy diametridan kichik bo'lsa, biz yulduz gardishini ko'rishimiz mumkin. Difraksion tasvir diametri $0,1''$ yoy sekundidan kichik bo'lishi uchun ideal teleskop obyektivining diametri $280 sm$ dan katta bo'lishi kerak. Real teleskoplar va turbulent atmosfera sharoitida yulduz gardishini ko'rishni va diametrini o'lchashning iloji yo'q. Biroq yulduz gardishining burchakiy diametrini aniqlash usuli ishlab chiqilgan va u yorug'lik interferensiyasini kuzatish va o'lchashga asoslangan.

a). Yulduz interferometri yordamida yulduz diametrini o'lchash. Agar teleskop obyektivini bir-biridan D masofada joylashgan ikkita teshigi bor to'sqich bilan bekitsak, nuqtaviy manbaning parallel nurlari bu teshiklar orqali o'tayotganda diffraksiyalanadi. Teshiklarning difraksion manzaralarini obyektiv o'z fokal tekisligiga yig'adi va u yerda teshiklarning difraksion manzarasi interferetsion manzara hosil qiladi. Markaziy maksimum o'rtasidan birinchi minimum o'rtasigacha bo'lgan masofa, yashil ($\lambda=0,55 mikron$) nurlarda, obyektiv markazidan $\alpha''=5,7/D$ burchak ostida ko'rinadi. Bu yerda $D sm$ larda berilgan.

Agar endi obektivga bir-biridan Δ'' burchak masofada joylashgan bir xil yorug'likdagi ikkita yulduzdan (qo'shaloq yulduz) yorug'lik tushayotgan bo'lsa, $\Delta''=\alpha''$ bo'lganda yaqqol interferetsion manzara ko'rinadi. Endi manba nuqtaviy emas, balki gardish shaklda bo'lsin va uni ikkita yarim gardishdan iborat deb faraz qilaylik. Bunday holda interferetsion manzara hosil bo'lmasligi ham mumkin.



6.3-rasm. Obyektiv oldiga o'rnatilgan ikkita teshikli to'sqichdan o'tgan nuqtasimon yulduz tasvirlari hosil qilgan interferetsion manzara.

Interferetsion manzarani hosil bo'lishi yoki bo'lmasligi teshiklar orasidagi masofaga bog'liq. To'sqich teshiklarini tutashtiruvchi chiziq yarim gardishlar markazini tutashtiruvchi chiziqqa parallel bo'lganda va teshiklar orasidagi masofa ma'lum qiymatga (D_1) teng bo'lganda yaqqol ko'rinadigan interferetsion manzarani olish mumkin. Agar yarim gardishlar orasidagi burchakiy masofa Δ'' burchakiy sekundga teng bo'lsa, u holda, interferetsion manzara hosil bo'lishi uchun to'sqich teshiklari orasidagi masofa $D_1 = 5,7/\Delta''$ sm ga teng bo'lishi kerak. Masalan, 6 m teleskopda to'siq teshiklari orasidagi masofa 6 m dan oshmaydi. Demak, diametri $D_1 = 600$ sm bo'lgan teleskopda bir-biridan $\Delta'' = 0,0095$ burchakiy masofadagi bir xil yorug'likdagi ikkita yulduz yaxshi interferetsion manzara beradi. Bu yerda D_1 interferensiya (to'lqinlarga bir birlik faza farqi berish uchun) hosil qiluvchi bazis bo'ladi va u har xil Δ'' lar uchun har xil bo'ladi.

Agar ravshanlik yulduz gardishi bo'ylab o'zgarmas bo'lsa, yulduz yarim sharlari orasida masofa λ yulduz radiusining 0,85 ga, ya'ni

$\lambda=0,85r$ bo'ldi. U holda, burchakiy sekundlarda ifodalangan yulduz diametri $d''=2r''=13,4''/D$ ga teng bo'ldi (D sm larda). Agar ravshanlik gardish cheti yaqinida nolgacha pasaysa u holda, $d''=15,4''/D$ formulani qo'llash kerak.

Yuqoridagilardan ko'rinib turibdiki, ikkita bir xil yorug'likdagi qo'shaloq yulduzlarni alohida-alohda ko'rish uchun ma'lum bazisga ega interferometr qo'llash zarur. Bu maqsadda A. Maykelson (1852-1931) va P. G. Piz (1881-1938) o'zgaruvchan bazisli, periskopik, interferometr qo'lladilar. Diametri 2,5 m bo'lgan teleskop obyektivi oldiga bir-biridan D_1 o'zgaruvchan masofaga uzoqlashtirilgan ikkita yassi ko'zgu (M_1 va M_4) simmetrik o'rnatildi va ulardan aks qaytgan nurlar boshqa ikkita yassi ko'zgu (M_2 va M_3) yordamida teleskop obyektiviga tushirildi. Har bir yulduz uchun interferensiya bazisi D_1 aniqlandi va unga asoslanib yulduzning burchakiy diametri hisoblandi.

Bu usulni qo'llab 1920-yilda A. Maykelson va P. Piz $D=2,5$ m teleskop yordamida yettita yorug' yulduzning burchakiy diametrini o'lchadilar. Bu yulduzlarning eng kattasi (Kitning o-si) uchun $d''=0'',056$ va eng kichigi (Kitning α -si) uchun $d''=0'',02$ natijalar topildi. Bu erda d'' yulduzning burchakiy diametrini ko'rsatadi. Diametri 2,5 m Maunt Vilson teleskopida M_2 va M_3 ko'zgular orasidagi masofani 6 m gacha uzaytirish mumkin va burchakiy diametri 0,02" gacha bo'lgan yorug' ($1-2^m$) qizil o'ta gigant yulduzlar diametrini o'lchash mumkin. Yana ham xira yulduzlar diametrini o'lchash uchun Piz ko'zgularini bir-biridan 15 m gacha uzoqlashtirish mumkin bo'lgan interferometr yasadi va diametri $d''=0'',0094$ bo'lgan yulduzlar diametrini o'lchadi. Yulduzning chiziqiy diametrini topish uchun uning uzoqligini ham bilish kerak.

Yulduzning uzoqligi uning yillik parallaksi (π'') ga teskari miqdor bo'lib, u parseklarda ifodalanadi ($1 ps=206265$ a.b., $1 a.b.=215$ R.). Odatda, yulduzlarning radiusi R Quyosh radiusi (R_0) birliklarida ifodalanadi.

$$\begin{aligned} \frac{R}{R_0} &= \frac{\sin(d''/2)}{\pi'' R_0} 206265 \cdot 215 \cdot R_0 = ; \\ &= \frac{d''/2}{206265 \cdot \pi''} \cdot 206265 \cdot 215 = \frac{d''}{\pi''} \cdot 107,5 \end{aligned} \quad (6.17)$$

Quyidagi jadvalda Maykelson va Piz tomonidan diametri o'lchangan yulduzlar ro'yxati keltirilgan.

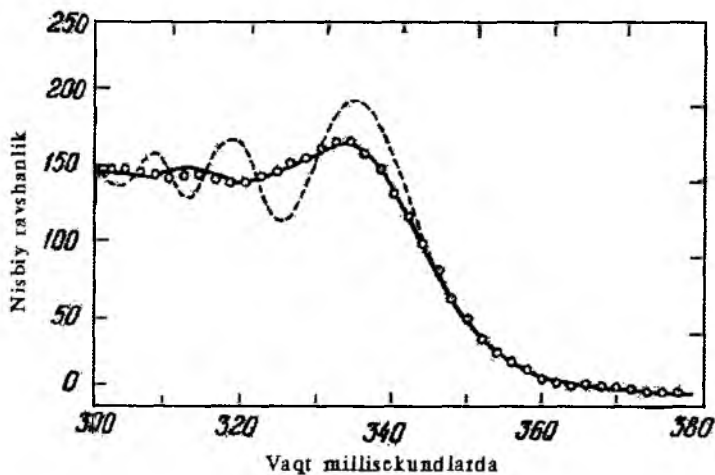
Maykelson va Piz tomonidan 6 va 15 m interferometrlar yordamida burchakiy diametri o'lchangan ayrim yulduzlar ularning yillik parallaksi va Quyosh radiusi (R.) birliklarida ifodalangan radiusi bilan

Yulduzning nomi	d''	π''	R
6- m bazis bilan			
Kitning Mirasi	0'',056	0'',015	400R _o
Betelgeyze	0,047	0,005	1010
Antares	0,040	0,006	720
Gerkules A- α si	0,030	0,008	400
Pegasning β si	0,021	0,015	150
Aldebaran	0,020	0,048	45
Arktur	0,020	0,090	24
15-m bazis bilan			
Andromedaning β si	0,0108	0,043	27
Kitning α si	0,0094	0,015	67
Betelgeyze	0,034	0,015	730
Antares	0,028	0,006	500

1967-yilda avstraliyalik olimlar Braun va Tuiss elkasining uzunligi (teshiklar orasidagi masofaga mos) 180 m bo'lgan intensivliklar interferometri qo'llab burchakiy diametri $d''=0'',00072$ gacha bo'lgan 50 ga yaqin yorug' ($m=2,5^m$) yulduzning diametrini o'lchadilar.

b). Yulduzni Oy bekitayotganda yulduz diametrini o'lchash. Bu usul yulduzni Oy bekitayotganda yulduz nurini so'nish (to'silish) davomiyligini o'lchashga asoslangan. Bu usul yuz yil oldin (1908, Mak Magon) taklif etilgan bo'lishiga qaramasdan uni amalda qo'llash 1936-yilda mumkin bo'ldi. Gap shundaki, nuqtasimon yulduzni Oy to'sganda qora Oy gardishi ustida va undan tashqarida difraksion manzara kuzatiladi. 1936-yilda Natanson va 1938-yilda Vilyams nuqtasimon va kichik gardishcha shakldagi yorug'lik manbalarining difraksion manzarasi farq qilishini ko'rsatdilar. Bu farq juda kichik va uni o'lchash uchun yuqori aniqlikka ega fotometr qo'llash zarur

bo'ladi. Yulduz gardishi ($0'',020$ $0'',025$) Oy gardishi to'la to'sishi uchun 20-30 millisekund vaqt ketadi. Bu vaqt ichida yulduz yorug'ligini o'nlab marta yuqori aniqlik ($xatosi \approx \pm 0,001^m$) bilan o'lchab borish kerak bo'ladi. 6.5-rasmda Dalvning λ -sini Oy to'sayotganda yulduzning yorug'ligini o'lchash natijalari (aylanachalar va yo'g'on chiziq) keltirilgan. Rasmda punktir chiziq bilan nuqtasimon manbani Oy to'sganda (model) manba yorug'ligini o'zgarishi ham keltirilgan. Bu usul bilan o'lchangan Dalvning λ sining burchakiy diametri $0'',0074 \pm 0'',0002$.



6.5-rasm. Dalvning λ sini Oy to'sayotganda yulduz yorug'ligini o'lchash natijalari (aylanachalar) va ular asosida olingan yulduz yorug'ligining o'zgarish egri chizig'i (yo'g'on qora chiziq). Solishtirish uchun nuqtasimon manba to'silishi uchun hisoblangan yorug'likni o'zgarish egri chizig'i shtrix-punktir bilan keltirilgan.

Bu usulni ixtiyoriy yulduz uchun qo'llab bo'lmaydi. Chunki, Oy harakati og'ish burchaklar bo'yicha kengligi $\pm 28^\circ$ keladigan osmon tasmasidan chetga chiqmaydi. Bu usul yulduz gardishi bo'ylab ravshanlikni o'zgarishi to'grisida ham ma'lumot beradi.

s). Yulduz radiusini uning boshqa ma'lum (o'lchangan) fizik ko'rsatkichlariga asosan aniqlash (bilvosita usul). Yulduzning yorug'ligi uchun ikki xil munosabat yozish mumkin:

$$L = 4\pi R^2 \cdot \sigma T_e^4 \text{ va } L = 4\pi r^2 \cdot E. \quad (6.18)$$

Bu yerda R yulduzning radiusi, r uning uzoqligi, E yulduz Yerda hosil qilayotgan yoritilganlik va T uning sirt temperaturasi. (6.18) dan yoritilganlik

$$E = \sigma T^4 \left(\frac{R}{r}\right)^2 \quad (6.19)$$

va u radiometr (issiqlik priyomnigi) yordamida o'lgan va u yulduzning to'la (barcha spektral diapozonlarda) nurlanishini $erg/sm^2 \cdot sek$ ifodalaydi. Radiometr o'lchashlari ham yulduziy kattalikda ifodalangani va u radiometrik yulduziy kattalik (m_r) deb ataladi va E bilan quyidagicha bog'langan:

$$\lg E = -4,917 - 0,4(m_r - \Delta m_r) \quad (6.20)$$

Agar yulduzning burchakiy diametri uchun yuqorida kiritilgan belgilashni kiritsak $d'' = \frac{2R}{r} \cdot 206265$, (6.18) dan (6.19) hisobga olgan holda temperatura uchun quyidagi ifodani olamiz:

$$\lg T = 2,728 - 0,1(m_r - \Delta m_r) - 0,5 \lg d. \quad (6.21)$$

Bu munosabatda $m_b = m_r - \Delta m_r$.

$$\lg d'' = 5,432 - 0,2m_b - 2 \lg T. \quad (6.22)$$

Agar T o'rniga uning uchun chiqarilgan (6.9) va (6.10) larni qo'ysak yulduzning burchakiy diametri uchun quyidagi ifodalarni olamiz:

$$\lg d'' = -2,28 - 0,2(m_v + \Delta m_b) + 2 \lg(C + 0,64), \quad (6.23)$$

$$\lg d'' = -2,36 - 0,2(m_{pv} + \Delta m_b) + 2 \lg((B - V) + 0,72). \quad (6.24)$$

Bu ifodalarning o'ng tomonida astrofizik o'lchashlar asosida topiladigan ko'rsatkichlar turibdi, demak, ulardan yulduz diametridi topish mumkin. Agar yulduzning uzoqligi ma'lum bo'lsa, (6.18) va (6.19) formulalardan topilgan yulduzning burchakiy diametri (d'') ni (6.13) ga qo'yib yulduzning Quyosh radiusi birliklarida ifodalangan radiusini topamiz.

Agar yulduzning absolut bolometrik kattaligi (M_b^*) va temperaturasi (T_e^*) o'lgan bo'lsa uning Quyoshning bolometrik yor-

qinligi (L_0) birliklarida ifodalangan yorqinligi quyidagi ifoda bilan beriladi:

$$L_b = \left(\frac{R_*}{R_c}\right)^2 \cdot \left(\frac{T_c^*}{T_b^*}\right)^4 \text{ yoki}$$

$$\lg L_b^* = 0,4(M_b^* - M_b^*) = 2 \lg R + 4 \lg T_c^* - 4 \lg T_b^* - 2 \lg R_c. \quad (6.25)$$

Quyoshning absolut bolometrik kattaligi $M_b^* = +4,72$ va $T_c^* = 5800 \text{ K}$ ligi hisobga olinsa va $R_c = 1$ deb qabul qilinsa, u holda yulduzning radiusi uchun quyidagi ifoda kelib chiqadi:

$$\lg R = 8,470 - 0,2M_b^* - 2 \lg T_c^*. \quad (6.26)$$

Agar T rang ko'rsatkichlari ($C_{pg,v} = m_{pg} - m_v$ yoki $(B-V)$) orqali topilgan bo'lsa, u holda yulduzning radiusi uchun quyidagi ifoda qo'llanilishi kerak:

$$\lg R = 0,82 \cdot C_{pg,v} - 0,2 \cdot M_v + 0,5 \text{ va}$$

$$\lg R = 0,72 \cdot (B-V) - 0,2M_v + 0,5. \quad (6.27)$$

Yulduzlarning radiusi keng qiymatlar oralig'ini ishg'ol etadi. Ular orasida Quyoshdan 300 marta kichik oq karliklar va undan 1000 marta katta o'tagigantlar bor.

6.4. Yulduzlarning nuriy va fazoviy tezliklarini aniqlash

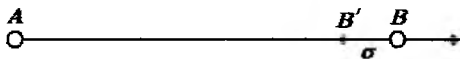
Agar kuzatuvchi va yoritqich (yulduz) bir-biriga yaqinlashsa yoki bir-biridan uzoqlashsa yoritqichning spektridagi chiziqlarning to'liq uzunligi o'zgaradi va chiziqning spektrdagi o'rni normal (harakatsiz) holatidagiga nisbatan siljiydi. Bunday siljish doplercha siljish deb ataladi va bu hodisani X. Doppler (1803-1853) 1842-yilda to'vush to'liqinlarga nisbatan kashf etgan. Bu hodisani olti yildan keyin H.Fizo (1819-1896) yorug'lik hodisalarga tatbiq etdi.

a). Dopler-Fizo prinsipi. Agar kuzatuvchi (B) yulduzga (A) u tezlik bilan yaqinlashayotgan bo'lsa, yulduzdan kelayotgan ν chastotadagi to'liqin $\nu_1 = \nu \frac{c+u}{c}$ chastotada, u tezlikda uzoqlashayotgan bo'lsa — $\nu_1 = \nu \frac{c-u}{c}$ chastotada qabul qilinadi. Bu yerda c yorug'lik

tezligi va $u \ll c$ va tezliklarni qo‘shish va ayirish qoidasiga amal qilindi. Agar endi yoritqich qo‘zg‘almas kuzatuvchi tomon u tezlikda

kelayotgan bo‘lsa $v_1 = v \frac{c}{c-u}$ va kuzatuvchidan uzoqlashayotgan bo‘lsa

$v_1 = v \frac{c}{c+u}$ bog‘lanishlarni olamiz.



6.6-rasm. Harakatdagi kuzatuvchi (B) uchun to‘lqin tarqatuvchi manba (A) dan tarqlayotgan to‘lqinlar chastotasining o‘zgarishi.

Agar kuzatuvchi ham yoritqich ham harakat qilayotgan bo‘lsa, umumiy hol uchun quyidagi ifodani olamiz:

$$v_1 = v \frac{c \pm u}{c \pm u'} \quad (6.28)$$

Nisbiy tezliklar u va u' ishoralari uchun quyidagi qoida qabul qilingan: kuzatuvchi va yoritqich bir-biriga yaqinlashayotgan bo‘lsa tezliklar manfiy, uzoqlashayotgan bo‘lsa musbat bo‘ladi. (6.28) ning o‘ng tomonini c ga bo‘lsak va maxrajdagi ikki hadni minus birinchi darajada qatorga yoysak va qatorning birinchi darajadan yuqori hadlarini hisobga olmasak, u holda

$$v_1 = v \left(1 \pm \frac{u}{c}\right) \left(1 \pm \frac{u'}{c}\right) = v \left(1 \pm \frac{u+u'}{c}\right). \quad (6.29)$$

Bu yerda ham tezliklar nisbatining birinchi darajadan yuqori hadlari tashlab yuborildi. Nihoyat, $v = u + u'$ belgilash kiritsak, v – nuriy tezlik deb ataladi va uning ishorasi ham yuqoridagidek, yoritqich va kuzatuvchi bir-biriga yaqinlashayotgan bo‘lsa manfiy, aksincha holda musbat va kuzatilayotgan chastota (to‘lqin uzunligi) uchun quyidagi ifodani olamiz:

$$v_1 = v \left(1 - \frac{v}{c}\right) \text{ va } \lambda_1 = \lambda \left(1 + \frac{v}{c}\right). \quad (6.30)$$

to‘lqin uzunligiga o‘tganda yorug‘lik tezligini o‘zgarmasligiga asoslandik, ya’ni,

$$s = v\lambda = v_1\lambda_1. \quad \lambda_1 - \lambda = \Delta\lambda = \frac{v\lambda}{c} \text{ yoki } \frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c} \text{ va } v = \frac{dr}{dt} \quad (6.31)$$

Ya'ni, yulduz spektridagi barcha spektral chiziqlarning to'liq uzunligi $\frac{\Delta\lambda}{\lambda}$ bir xil nisbiy qiymatga siljiydi. Agar V kuzatuvchi tomon yo'nalgan bo'lsa chiziqlar spektrning qisqa to'liqlik qismi tomon, musbat bo'lsa, uzun to'liqlik qismi tomon $\Delta\lambda$ ga siljiydi. Bu siljish miqdori $\Delta\lambda$ binafsha nurlarda qizil nurlardagidan kichik. Doplercha siljish mana shu xususiyati bilan boshqa siljishlardan farq qiladi va nuriy tezlikni boshqa xil tezliklardan ajratishda shu xususiyatiga e'tibor qaratiladi.

Agar v – nuriy tezlik juda katta va yorug'lik tezligi c ga yaqin bo'lsa, u holda, spektral chiziqning nisbiy siljishi quyidagicha hisoblanadi:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{2\frac{V}{c}}{\sqrt{1 - \left(\frac{V}{c}\right)^2} + 1 - \frac{V}{c}}. \quad (6.32)$$

Bu formulani chiqarishda yuqoridagi soddalashtirishlar qo'llanilmagan va nisbiylik nazariyasida uning mazmuni ochib beriladi.

b). Osmon yoritqichlarning qarash chizig'i yo'nalishida (nuriy) tezligini o'lchash. Nuriy tezlikni o'lchash uchun etarli darajada yuqori dispersiya bilan olingan osmon yoritqichi spektri olinishi kerak. Odatda, yulduzlarning Galaktikada tezligi 10-100 *km/sek* oraliqda bo'ladi. Bunday tezliklarga ko'k-binafsha ($\lambda=450$ nm) nurlarda siljish miqdori $\Delta\lambda = 0,015-0,15$ nm to'g'ri keladi va u to'liq uzunligining o'ttiz mingdan biri va uch mingdan birini tashkil etadi. Bunday doplercha siljishlarga 1 *mm/nm* dispersiya bilan olingan spektrogrammada 0,015-0,15 *mm* uzunlik to'g'ri keladi. Bunday spektrogrammada qarash chizig'i bo'ylab tezligi 100 *km/sek* bo'lgan yulduzning doplercha siljishini o'lchash mumkin, lekin 10 *km/sek* tezlikdagi yoritqich tezligi katta xatoliklar bilan o'lchanadi. Bunga sabab spektral chiziqning kengligi bo'lishi mumkin. Odatda, yulduzlarning spektrida chiziqlarning kengligi 0,01 nm dan katta bo'ladi va chiziqning doplercha siljishi chiziqning kengligidan kichik bo'ladi.

Hozirgi zamon yulduz spektroflari yorug' yulduz spektrini 10 *mm/nm* dispersiya bilan olishga imkon beradi. Bunday spektro-

grammalarda yulduzning nuriy tezligini bir necha km/sek aniqlik bilan o'lchash mumkin. Yulduzning nuriy tezligini o'lchashda yulduzning spektral chizig'i to'liq uzunligi (λ) dan qo'zgalmas (λ_0) yoki nuriy tezligi ma'lum bo'lgan manbaning to'liq uzunligi (λ_p) ayiriladi va siljish miqdori $\Delta\lambda$ topiladi va unga ko'ra yulduzning nuriy (V) tezligi hisoblanadi:

$$\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0, \quad V = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} \cdot c. \quad (6.33)$$

Bunda yulduz spektri ustiga va ostiga laboratoriya yorug'lik manbaining spektri olinadi. To'liq o'zunliklari ma'lum (standart) bo'lgan laboratoriya manbai spektri chiziqlaridan spektrogrammaning dispersiyasi aniqlanadi (5.8.5 paragrafga qarang). Agar $\Delta\lambda$ musbat bo'lsa, yulduz kuzatuvchidan V tezlikda uzoqlashayotgan, manfiy bo'lsa, yaqinlashayotgan bo'ladi. Kuzatishlar Yer yuzida turib bajarilayotgan (odatda, shunday) bo'lsa topilgan nuriy tezlik Yerga nisbatan o'lchangan tezlik bo'ladi.

Ma'lumki Yer shari o'z o'qi atrofida $465 m/sek$ (Yer ekvatorida) va o'rtacha $29,78 km/sek$ tezlik bilan Quyosh atrofida elliptik orbita bo'ylab aylanadi. Bu tezliklarning yo'nalishi sutka va yil davomida o'zgarib boradi. Yer shari Quyosh bilan birgalikda Galaktika markazi atrofida $250 km/sek$ tezlik bilan aylanadi. Yulduzning spektrida chiziqlarni doplercha siljishiga ko'ra uning haqiqiy tezligini topishda Yerning, demak kuzatuvchining, bu harakat tezliklari tufayli chiziqning doplercha siljishi hisobga olinishi kerak.

s). Yulduzlarning fazoviy tezligini aniqlash. Yulduzning fazoviy harakat tezligini (V) ikkita, tangensial (qarash chizig'iga tik, V_t) va radial (qarash chizig'i bo'ylab, V_r), tashkil etuvchilarga ajratish mumkin.

$$V = \sqrt{V_t^2 + V_r^2}. \quad (6.34)$$

Yulduzning tangensial tezligi uning xususiy (osmon sahnida uzoq ob'ektlarga nisbatan siljishi) harakat (μ) miqdorini o'lchash natijasidan topiladi. Xususiy harakat kichik miqdor (odatda, yoy sekundlari ulushlarida, Barnar yulduzi eng katta xususiy harakatga ega, $\mu=10'',27$) va uni bir yilda yulduzning osmon sahnida siljishiga teng deb qabul qilingan. Yulduzlarning xususiy harakati natijasida osmon sahnida siljishi (σ) kichik miqdor, shuning uchun xususiy harakatni aniqlashda eng kamida $\Delta t=20$ yil farq bilan olingan ne-

gativlarda yulduz koordinatalarini (α, δ) o'ltiradi va ular asosida μ ning to'g'ri chiqish (μ_α) va og'ish burchagi (μ_δ) yo'nalishda tashkil etuvchilari aniqlanadi va μ quyidagicha hisoblanadi:

$$\mu = \frac{\sigma}{\Delta t} [\text{"/yil}] \text{ va } \mu = \sqrt{\mu_\alpha^2 + \mu_\delta^2}. \quad (6.35)$$

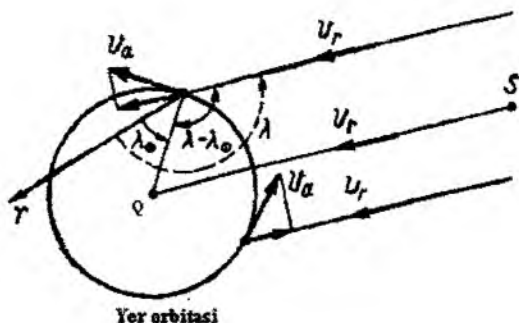
Agar yulduzning uzoqligi r (yillik parallaksi π) aniqlangan bo'lsa, u holda,

$$V_t = \frac{\mu r}{206265}, \text{ nc/yil} = 4.74 \frac{\mu}{\pi}, \text{ km/sek}. \quad (6.36)$$

Yulduz spektrida chiziqlarning siljishidan uning nuriy tezligi (6.33)

formulaga ko'ra $v_r = \frac{s \cdot \Delta \lambda}{\lambda}$ aniqlanadi. Bu tezlik hali yulduzning (6.34)

formulada so'ralayotgan haqiqiy radial tezligi V_r ni topish uchun Yerni Quyosh atrofida aylanishini hisobga olish kerak.



6.7-rasm. Yulduzning geliotsentrik (Quyoshga nisbatan) tezligini aniqlashni tushuntirish uchun.

Yerni Quyosh atrofida aylanishini hisobga olish uchun Yerning orbital tezligining 29.78 km/sek qarash chizig'idagi proeksiyasini topish kerak (6.7-rasmga qarang) va uni v_r dan chiqarib tashlash kerak. Yuqoridagi chizmadan

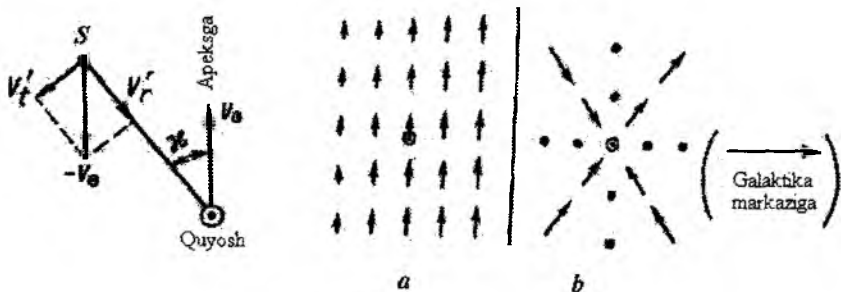
$$V_r = v_r - 29.78 \sin(\lambda - \lambda_0) \cdot \cos \beta. \quad (6.37)$$

Ilon eltuvchi yulduz turkumidagi Barnarning uchuvchi yulduzi uchun $V_r = -108 \text{ km/sek}$. Hozirgi paytga kelib 300000 ortiq yulduz-

ning xususiy harakati va 20000 dan ortiq yulduzning nuriy tezligi aniqlangan.

Yulduzning yuqoridagi usullar bilan quzatishdan topilgan tezliklari ularning Galaktikada harakatini ko'rsata olmaydi, chunki ular Quyoshga nisbatan o'lchangan. Yulduzlarni Galaktikada pekulyar harakatini (V^*) o'rganish uchun Quyosh sistemasining Galaktika markazi atrofida aylanma harakatini hisobga olish kerak. Yulduzlarning yuqorida topilgan tezligi tarkibida Quyosh sistemasining Galaktikada harakati tufayli ro'y bergan parallaktik tashkil etuvchi, V' , mavjud. Bu parallaktik tashkil etuvchini ham tangensial va radial komponentalarga ajratish mumkin. Agar yulduzga tomon yo'nalish bilan Quyosh apeksi (Quyosh sistemasining harpakati yo'nalgan nuqta, uning hozirgi kundagi koordinatalari $\alpha_A = 18^h 00^m$, $\delta_A = +30^\circ$) orasidagi burchak ϕ bo'lsa, u holda,

$$V'_t = -V_0 \cos \phi \text{ va } V'_r = -V_0 \sin \phi. \quad (6.38)$$



6.8-rasm. Quyoshning Galaktika markazi atrofida aylanishi bilan bog'liq apeks tomon harakati tufayli yulduzni antiapeks tomon ko'rinma siljishi.

Yulduzning Galaktikada pekulyar harakat tezligi quyidagicha hisoblanadi:

$$V^* = \sqrt{(V_r - V'_r)^2 + (V_t - V'_t)^2}. \quad (6.39)$$

Bu yerda; V_r – nuriy tezlikka asosan hisoblangan fazoviy tezlikning radial, V_t – xususiy harakat tezligiga asosan hisoblangan fazoviy tangensial tashkil etuvchilari.

- 1) Yulduzlarning effektiv temperaturasi nima va u qanday o'lanadi?
- 2) Yulduzlarning rang ko'rsatkichiga ko'ra T ni aniqlash.
- 3) Yulduzlarning radiusini o'lchash usullari.
- 4) Yulduzlarning nuriy tezligini o'lchash usuli.

6.5. Yulduzlar massasini aniqlash

Yulduzning asosiy fizik ko'rsatkichlaridan biri bu uning massasidir. Massa yulduzning yorqinligini va rivojlanish sur'atini belgilaydi. Yulduz hosil qilayotgan protoyulduzning (yulduzlarga ajralayotgan galaktikada gaz+chang quyuqmasi) massasi qancha katta bo'lsa quyuqmaning gravitatsion maydoni shuncha kuchli bo'ladi, quyuqmaning kinetik energiyaga aylanayotgan potensial energiyasi, demak, yulduzning yorqinligi shuncha ko'p bo'ladi. Massani aniqlashning ikki xil usuli bor: bevosita va bilvosita. Birinchi usulni qo'shaloq (vizual, to'silma, spektral) yulduzlarga qo'llash mumkin. Qo'shaloq yulduz a'zolari bir-biri bilan fizik kuch, tortishish kuchi bilan bog'langan. Tortishish kuchlari qo'shaloq a'zolari harakatga keltiradi, harakat yo'lini, traektoriyasini, belgilaydi. Bunday qo'shaloq a'zolarining orbitasi Kepler qonunlari orqali ifodalanadi.

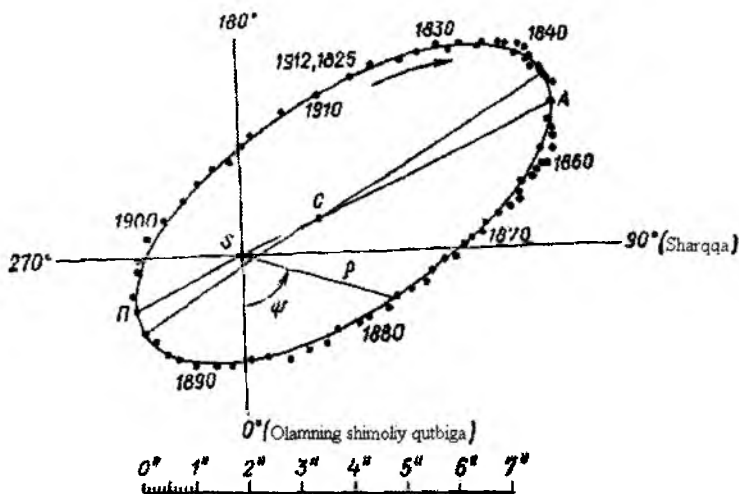
a). Qo'shaloq yulduzlarni tekshirishdan yulduzlar massasini aniqlash. Agar qo'shaloq yulduzning orbita elementlari (T – aylanish davri va a – orbitaning katta yarim o'qi) aniqlangan bo'lsa, ularga Keplerning umumlashtirilgan uchinchi qonunini qo'llash yo'li bilan qo'shaloq yulduz a'zolarining yig'indi massani aniqlash mumkin. Qushaloq a'zolari va Quyosh-Yer juftligi uchun

$$\frac{T^2(m_1 + m_2)}{T_{\oplus}^2(m_{\odot} + m_{\oplus})} = \frac{a^3}{a_{\oplus}^3} \quad (6.35)$$

Bu yerda; m_1, m_2 – qo'shaloq a'zolari massasi, m_{\odot}, m_{\oplus} – Quyosh va Yer massalari, T_{\oplus}, a_{\oplus} – Yerni Quyosh atrofida aylanish davri va Yer orbitasining katta yarim o'qi. Agar $T_{\oplus}=1$ yil, $a_{\oplus}=1$ astronomik birlik deb qabul qilsak va Yer massasi Quyoshnikidan juda kichikligi uchun uni hisobga olmasak hamda yulduzlar massasini Quyosh massasi, qo'shaloq orbitasining katta yarim o'qini astronomik birliklarda hisoblasak, u holda

$$m_1 + m_2 = \frac{a^3}{T^2}. \quad (6.36)$$

Bu ifoda qo'shaloq yulduzlar massasi yig'indisini hisoblashga imkon beradi. Agar qo'shaloq yulduzlarining massalari bir-biriga yaqin bo'lsa, u holda, ular umumiy massa markazi atrofida aylanaadi. Agar qo'shaloq yulduzlarning biri ikkinchisidan ancha massiv bo'lsa, kam massali yulduz ko'p massali yulduz atrofida aylanadi.



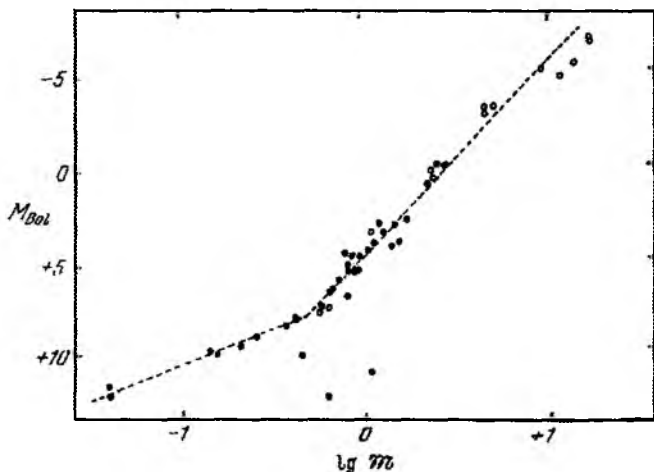
6.8-rasm. Vizual qo'shaloq yulduz Iloneltuvchining 70-sining yo'ldosh yulduzini bosh yulduz (S) atrofida aylanish ko'rinma (elliptik) orbitasi. C – elliptik orbita markazi.

Agar qo'shaloq yulduzlari alohida - alohida ko'rinssa ularning koordinatalari (α va δ) ni uzoq yulduzlarga nisbatan o'lchash mumkin. Bunday o'lchashlar qo'shaloq a'zolarining massa markazi atrofida absolut orbitalarini, demak, katta yarim o'qlari (a_1'' , a_2'') ni topish mumkin. U holda, tashkil etuvchilar massalari nisbati

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{a_2''}{a_1''}. \quad (6.37)$$

Shunday qilib (6.36) va (6.37) dan qo'shaloq a'zolarining har biri massasini topish mumkin.

b). «Massa-yorqinlik» bog‘lanishi. Massasi aniqlangan qo‘shaloqlar a‘zolari massalari bilan ularning yorqinliklari orasida bog‘lanish borligi aniqlangan. Bu bog‘lanish «massa-yorqinlik» diagrammasi deb ataladi va unda absissa o‘qi bo‘ylab nisbiy (Quyosh massasiga nisbatan) massa logarifmi va ordinata o‘qi bo‘ylab yulduzning bolometrik absolut kattaligi qo‘yilgan.



6.9-rasm. Vizual (qora nuqtalar) va spektral (aylanacha) qo‘shaloq yulduzlarni tekshirishdan topilgan yulduzlar massasi bilan ularning absolut kattaligi (yorqinligi) orasidagi bog‘lanish.

Yuqoridagi bog‘lanish ikki qismdan iborat: pastki chap tomon uchun $M_b > 7,5^m$ va

$$M_b = 6,76 - 3,80 \lg m \text{ yoki } L_b = 0,1M^{\frac{3}{2}}. \quad (6.38)$$

Yorug‘ yulduzlar uchun, diagrammaning o‘ng yuqori qismi $M_b = -0,3^m$ gacha

$$M_b = 4,62 - 10,031 \lg m \text{ va } L_b = 1,3 \cdot m^4. \quad (6.39)$$

Yana ham yorug‘roq spektral qo‘shaloq yulduzlar uchun (6.9-rasmining yuqori o‘ng qismi) bu bog‘lanish $L_b \approx m^{2,8}$ ko‘rinishga ega.

Yulduzlarning yorqinligi bilan spektral sinfi orasida (bosh ketma-ketlik) shak-shubhasiz statistik bog‘lanish («spektr-yorqinlik») mavjud, demak, ularning massalari spektral sinflariga bog‘liq.

6.2-jadvalda har xil spektral sinfga mansub bosh ketma-ket yulduzlarining massalari Quyosh massasi birliklarida keltirilgan.

6.2-jadval

Har xil spektral sinfga mansub yulduzlarining massalari Quyosh massasi birliklarida (*g* – gigant, *d* – karlik)

Spektr	Massa	Spektr	Massa	Spektr	Massa	Spektr	Massa
O5-O7	32,7	A0	4	gG0	3,2	dG0	1,5
O8-O9	23,3	A5	2,2	gG5	3,7	dG5	1,07
B0-B2	13,6	F0	1,8	gK0	3,9	dK0	0,85
B3-B4	10,2	F5	1,5	gK5	5,2	dK5	0,65
B5-B7	4,7			gM0	5,7	dM0	0,52
				gM5	9,2	dM5	0,38

Qo‘shaloqlarda tashkil etuvchilarning yorqinlik sinfi quyidagicha: agar ikkala yulduz bosh ketma-ket yulduzi bo‘lsa, yo‘ldosh quyiroq (keyingiroq) spektral sinfga mansub bo‘ladi; aksincha, agar ikkala yulduz ham gigant bo‘lsa, u holda, yo‘ldosh oldingiroq spektral sinfga kiradi; agar bosh yulduz gigant yoki o‘tagigant bo‘lsa (*B* dan *M* gacha), u holda, yo‘ldosh bosh ketma-ketlik yulduzi bo‘ladi.

Yuqorida keltirilgan jadvaldan ko‘rish mumkin, yulduzlar massasi bo‘yicha katta (yorqinligi yoki radiusi singari) miqdorga farq qilmaydi.

Yuqorida biz, osmon yoritqichlarining yorug‘ligini va spektrini o‘lchash usullari bilan tanishib chiqdik. Bunday o‘lchash natijalariga asoslanib yulduzlarining temperaturasi, radiusi, nuriy tezligi va massasini empirik yo‘l bilan aniqlash mumkin va bu ko‘rsatkichlar yulduz atmosferasining o‘rtacha ko‘rsatkichlari bo‘ladi. Osmon yoritqichlarining aniq fizik ko‘rsatkichlari (*T*, *P*, ρ , *R* va boshqalar) va kimyoviy tarkibi ularning spektrini tahlil qilish natijasida topiladi. Spektrini tahlil qilish yulduz atmosferasining modelini tuzishga imkon beradi. Bu modellarda yulduz atmosferasida balandlik bo‘yicha temperatura, bosim va zichlikni o‘zgarishi beriladi. Bunday usullarini, yoritqichdan kelayotgan nurlanishning hosil bo‘lishi va sochilishi masalalariga nazariy qarashlarsiz tushunib bo‘lmaydi.

VII BOB. YULDUZLAR NURLANISHINI HOSIL BO'LISH NAZARIYASI ELEMENTLARI

Astrofizikaning bosh masalasi, bu Quyosh va yulduzlarning ichki va atmosfera tuzilishini aniqlash va ularning modellarini tuzish va modellarga asoslanib ularning rivojlanishini o'rganishdan iborat. Quyosh va yulduzlarning atmosfera qatlamlari astronomik kuzatish-o'lchash natijalariga asoslanib o'rganiladi. Atmosfera qatlamlarini tekshirishdan olingan natijalarga asoslanib umumfizik qonunlar asosida ularning ichki qatlamlari nazariy tekshiriladi, ularning ichki tuzilish modeli tuziladi.

7.1. Yulduzlar fotosferasi va tutash spektrni hosil bo'lishi

a). Osmon jismi atrofida atmosfera. Yetarli darajada katta massaga ega bo'lgan osmon jismi, avvalo, shar shaklni egallaydi va uning atrofida va uning markazidan bir xil uzoqliklarda zichligi va bosimi bir xil bo'lgan sferik qatlamlardan iborat tiniq gaz qobiq hosil bo'ladi. Masalan, Yer sharimiz atmosferaga ega va u Yerni bir xil qalinlikda o'rab turadi va u tiniq. Tiniqlik zenit masofani ortishi bilan biroz kamayib boradi. Gorizontda tiniqlik eng past bo'ladi. Ertalab atmosfera kechqurungiga qaraganda tiniqroq. Ertalab chiqayotgan Quyoshga tik boqa olmaysiz, ko'zingizni qamashtiradi, kechqurun botayotgan Quyoshga tik qaray olasiz, uning gardishini ko'rishingiz mumkin. Kun davomida atmosferaga ko'tarilgan suv bug'lari, chang uning tiniqligini pasaytiradi. Ayrim hollarda (osmonni baland ko'tarilgan tutun yoki chang qoplaganda) gorizontdan baland Quyoshga tik qarashingiz mumkin, hatto, uning gardishi yuzidagi qora dog'larni, Quyosh dog'larini, ko'rishingiz mumkin. Atmosferada osmon yoritqichlari nurini kuchsizlanishi to'g'risida beshinchi bobning boshida to'xtalgan edik. Kuchsizlanish nurning atmosferada bosib o'tgan yo'liga va atmosferaning yutish va sochish koeffitsientiga bog'liq, yo'l qancha uzun bo'lsa, kuchsizlanish shuncha katta bo'ladi. Shuning uchun Quyosh zenitga yaqin bo'lganda u gorizont yaqindagi holatdagiga qaraganda ko'p yoritadi.

b). Yulduz fotosferasi. Quyosh va yulduzlar yuqori temperaturadagi gaz (plazma) sharlardir. Ulardan kelayotgan va yuqoridagi usullar bilan o'lchanayotgan nurlanish oqimi, nuriy energiya, ularning tashqi, nisbatan tiniq, atmosfera qatlamlaridan chiqib keladi. Atmosferada gaz zichligi nisbatan past (Yer atmosferasidagi singari), ichki qatlamlardan chiqayotgan nurlanishni yutuvchi modda kam, shuning uchun u tiniq. Biroq, atmosferada zichlik ichki qatlamlar tomon, chuqurlik bo'yicha kuchayib boradi va bu notiniqlikni kuchayishiga sababchi bo'ladi. Ma'lum chuqurlikda zichlik, demak, notiniqlik shu darajaga yetadiki undan pastdagi qatlamlar butunlay ko'rinmay qoladi. Atmosferaning ko'rish mumkin bo'lgan eng pastki qatlami uning ichki chegarasi deb qabul qilingan (bu chegara qatlamning aniq tarifini keyinroq keltiramiz). Atmosferaning tashqi chegarasi yo'q deb hisoblasa ham bo'ladi, chunki unda balandlik bo'yicha zichlik, bosim asta-sekin kamayib boradi.

Quyosh va yulduzlar atmosferasi bir necha qatlamlarga bo'linadi, uning eng ichki qatlami fotosfera, ya'ni yorug'lik chiqaradigan sfera, deb ataladi. Bu sferik «sirt»dan Quyosh energiyasining 99%, asosan yorug'lik nurlari sifatidagi tutash spektrda chiqadi. Biroq fotosfera matematik sferik sirt emas, balki ma'lum qalinlikka ega qatlam. Buni ravshanlikning Quyosh gardishining markazidan uning cheti tomon kamayib borishida ko'rish mumkin. Gardish markazi Quyosh gardishining eng yorug' joyi bo'lib, undan chiqayotgan yorug'lik eng kuchli bo'ladi. Gardish markazida kuzatuvchi Quyosh atmosferasining, shuningdek, fotosferaning, eng chuqur chegara qatlamini ko'radi. Bu chegara qatlamlar eng qaynoq bo'lishi kerak va undan chiqayotgan nuriy energiya atmosfera qatlamlarida eng kam yutiladi. Gardish chetida ko'rish chizig'i fotosferaning gardish markazida ko'rinadigan eng chuqur chegarasigacha yetib bora olmaydi. Chunki gardish chetida qarash chizig'i fotosferaga urinma holda, unga qiya tushadi va unda uzun yo'l bosadi. Yo'l qancha uzun bo'lsa, atmosferaning notiniqligi shuncha katta bo'ladi. Demak, gardish chetida kuzatuvchi atmosferaning yuqori qatlamlarini ko'radi. Bu qatlamlardan tutash spektrda yorug'lik kam chiqadi, demak, ularda temperatura fotosferaning ichki chegarasidan past. Fotosfera nisbatan juda yupqa qatlam va unda notiniqlik chuqurlik bo'yicha tez o'zgarib boradi. Bu sifatli xulosalar fotosferaning ichki chegarasidan chiqayotgan nuriy energiyani unda yutilishi va sochilishini ifodalovchi aniq tenglamalarni yechish yo'li bilan aniqlashtiriladi.

Fotosferaning shu'lalanishi yulduzning yorug'ligini, yulduziy kattaligini, belgilaydi, biroq fotosferada energiya ishlab chiqarilmaydi, u fotosfera osti qatlamlardan kelayotgan energiyani nuriy energiya sifatida tashqariga uzatadi. Fotosferadan energiyani o'tishi nurlanish chiqarish yo'li bilan amalga oshiriladi. Nuriy energiyani fotosfera orqali uzatilishi fotosfera nazariyasining asosiy masalasi hisoblanadi. Bu masalani yechish, fotosferani tuzilishini aniqlash bilan, ya'ni unda temperatura, zichlik va boshqa fizik ko'rsatkichlarni chuqurlik bo'yicha o'zgarishini aniqlash bilan, bog'liq bo'ladi. Bu masalani muhim yechimlaridan biri energiyani yulduz tutash spektrida taqsimlanishini topishdir. Nazariy hisoblashlar natijasida topilgan tutash spektrda energiyani taqsimlanishi kuzatishdan olingan bunday taqsimlanish bilan solishtirib o'rganiladi. Tenglamalarni yechishdan topilgan taqsimotni kuzatishdan olingan bunday taqsimotga mos kelishi nazariy qarashlar va fotosferaning nazariy topilgan tuzilishiga to'g'riligini ko'rsatadi.

7.1.2. Yulduz fotosferasida nuriy muvozanat

a). Yulduz fotosferasida nurlanish fotonlarining harakati. Quyosh yoki yulduz fotosferasidan chiqayotgan nurlanish fotonlari, nurlanish oqimi, chiqishdan oldin ko'p marta yutiladilar va qayta sochiladilar, natijada, ularning har biri murakkab yo'lni bosib o'tadi. Bu oqimni nurlanishning intensivligi orqali ifodalash mumkin.

Yulduz fotosferasidagi elementar ds yuzaga $d\omega$ fazoviy burchak ichida ν va $\nu + d\nu$ chastotalar oralig'ida dt vaqt ichida tushayotgan dE_n energiya $ds \cdot d\nu \cdot d\omega \cdot dt$ ga proporsional bo'ladi, ya'ni u quyidagicha ifodalanadi:

$$ds dr dt \int \alpha_\nu d\nu \int I_\nu d\omega. \quad (7.1)$$

Bu ifodaga kiruvchi proporsionallik koeffitsienti I_ν nurlanishning intensivligi deb ataladi. Yuqoridagi ifodadan intensivlik bu bir birlik yuzaga (sm^2) bir birlik chastota (gts) oralig'ida bir birlik fazoviy burchak (sr) ichida tushayotgan nuriy energiya quvvatidir. Intensivlik birligi $Vt/sm^2 \cdot gts \cdot sr$ ga teng bo'ladi. Nurlanish intensivligi fotosferaning turli nuqtalarida, umuman olganda, turlicha. Agar intensivlik berilgan bo'lsa, nurlanish zichligini hisoblab topish mumkin. Agar I_ν intensivlikdagi nurlanish ds yuzaga tik va elementar fazoviy burchak $\Delta\omega$ ichida dn chastota oralig'ida dt vaqt ichida tushayotgan

bo'lsa, u c tezlikda shu vaqt ichida $c \cdot dt$ yo'lni bosib o'tadi va nurlanish o'tgan hajm $dv=c \cdot dt \cdot ds$ ga teng. U holda, hajm birligidan o'tayotgan energiya miqdori va nurlanish zichligi quyidagicha ifodalanadi:

$$I_v^0 = I_v \cdot dv \frac{\Delta\omega}{c} \text{ va } \rho_v = \frac{I_v \cdot ds \cdot dv \cdot dt \cdot \Delta\omega}{c \cdot dt \cdot ds} = I_v \frac{\Delta\omega}{c}. \quad (7.2)$$

Umuman olganda, birlik hajmga barcha tomondan nurlanish tushadi (yog'adi) va u holda nurlanish zichligi quyidagicha ifodalanadi:

$$\rho_v = \frac{1}{c} \int_{\Omega} I_v \cdot d\omega. \quad (7.3)$$

Bu yerda integrallash barcha fazoviy Ω burchaklar bo'yicha olinadi.

Yulduz fotosferasining yuza birligidan barcha yo'nalishlarda oqib chiqayotgan nuriy energiya oqimini ham intensivlik orqali ifodalash mumkin. Agar oqim bilan yuza orasidagi burchak θ bo'lsa, u holda oqim yo'nalishidagi birlik yuzaning ko'rinishi (proeksiyasi) $ds \cdot \cos\theta$ ga teng bo'ladi va birlik yuzadan barcha tomonga, shu jumladan, kuzatuvchi tomoniga ham, tarqalayotgan nuriy energiya oqimi H_v quyidagicha ifodalanadi:

$$H_v = \int I_v \cos\theta \cdot d\omega. \quad (7.4)$$

Fazoviy burchak $d\omega = \sin\theta \cdot d\theta \cdot d\varphi$ ga tengligini hisobga olsak, u holda (7.4) quyidagicha ko'rinish oladi:

$$H_v = \int_0^{2\pi} d\varphi \int_0^{\pi} I_v \cos\theta \cdot \sin\theta \cdot d\theta. \quad (7.5)$$

θ bo'yicha integrallashni ikkiga, 0 dan $\pi/2$ gacha va $\pi/2$ dan π gacha, bo'lamiz. Birinchi oraliqda $\cos\theta$ musbat va bu oraliqda integrallangan intensivlik birlik yuzaga yuqori tomondan, ikkinchi oraliqda u manfiy va bu oraliqda integrallangan intensivlik past tomondan unga tushayotgan nuriy energiya oqimini ifodalaydi. Agar birlik yuza bo'shliq fazo (vakuum) da bo'lsa, unga yuqoridan tushayotgan oqim undan past tomonga chiqayotgan oqimga teng bo'ladi. Nurning tarqalish yo'nalishida, u bo'shliq fazo orqali o'tsa, uning intensivligi o'zgarmaydi.

b). Nuriy energiyani uzatish tenglamasi. Endi, faraz qilaylik nurlanish oqim yo'nalishidagi fazo nuriy energiyani yutuvchi va chiqaruvchi muhitdan iborat bo'lsin. Agar muhit nurlanishni yutsa, nurlanish intensivligining bir qismi muhitda yutiladi va yutilgan qism nurlanish muhitda bosib o'tgan yo'l dl ga proporsional bo'ladi va yutilgan qismni $a_v \cdot dl$ bilan belgilaymiz. Bu yerda, proporsionallik koeffitsienti a_v muhitning yutish koeffitsienti deb ataladi. Qism nuriy energiya o'lchamsiz birlik bo'lgani uchun **yutish koeffitsiyenti** masofaga teskari birlikka ega. Demak, muhitda yutilgan nuriy energiya miqdori quyidagiga teng:

$$\alpha_v dl \cdot I_v ds \cdot d\omega \cdot dv \cdot dt. \quad (7.6)$$

Agar muhit nurlanish chiqarish qobiliyatiga ham ega bo'lsa, uning dV hajmdagi qismi $d\omega$ fazoviy burchak ichida v va $v+dv$ chastotalar oralig'ida dt vaqt davomida

$$\epsilon_v dV d\omega dv dt \quad (7.7)$$

energiya chiqaradi va proporsionallik koeffitsienti ϵ_v muhitning nuriy energiya chiqarish koeffitsienti deb ataladi. Chiqarish koeffitsienti chastotaga, muhitdagi nuqtaning koordinatalarga bog'liq.

Muhitda a_v va ϵ_v berilgan deb hisoblab, undan nuriy energiya o'tayotganda uni o'zgarishini hisoblaylik. Muhitda silindr shakldagi elementar hajm $dV = ds dl$ ajrataylik. Bu elementar hajmga kirayotgan nuriy energiya $I_v ds d\omega dv dt$ va undan chiqayotgan nuriy energiya $(I_v + dI_v) ds d\omega dv dt$ ga teng bo'ladi. U holda nuriy energiyaning muhitda yutilishi va chiqishini hisobga olish tenglamasi quyidagicha yoziladi:

$$(I_v + dI_v) ds d\omega dv dt = I_v ds d\omega dv dt - \alpha_v dl \cdot I_v ds d\omega dv dt + \epsilon_v ds dl d\omega dv dt; \quad (7.8)$$

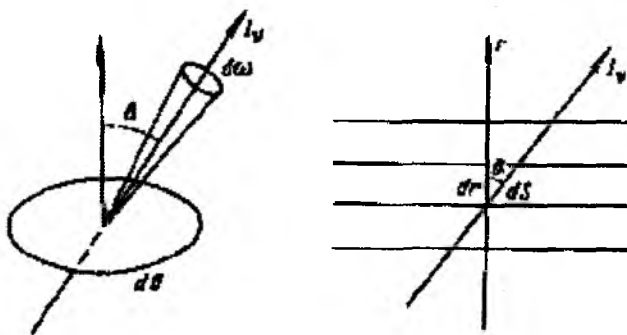
yoki kerakli qisqartirishlardan keyin,

$$\frac{dI_v}{dl} = -\alpha_v I_v + \epsilon_v. \quad (7.9)$$

Bu energiyani nuriy uzatish tenglamasi va u muhit (atmosfera) dan o'tayotganda nurlanish intensivligini o'zgarishini ifodalaydi. Agar muhit nurlanish chiqarmasa va uni faqat yutsa (masalan Yer atmosferasi), u holda tenglamaning o'ng tomonidagi ikkinchi had nolga teng bo'ladi va hosil bo'lgan tenglamani yechimi quyidagicha bo'ladi:

$$I_\nu(l) = I_\nu(0) e^{-\int_0^l \alpha(s') ds'}. \quad (7.10)$$

Bu yerda, $I_\nu(0)$ va $I_\nu(l)$ - muhitga kirayotgan va undan chiqayotgan nurlanish intensivligi. Bunday masala bilan biz Yer atmosferasida yulduzlar nurini kuchsizlanishi mavzusida tanishgan edik va bunday holda kuchsizlanish eksponensial o'zgaradi. Eksponenta darajasidagi integrallash natijasi birlikka ega emas va u **optik masofa** deb ataladi.



7.1-rasm. Fotosferadan nuriy energiyani o'tishi (chapda) va yulduz radiusi bo'yicha integrallashga o'tish (o'ngda).

s). Fotosferada nuriy muvozanat tenglamasi. Fotosfera energetik muvozanatda bo'ladi. Uning ichki chegarasiga ichkaridan qancha energiya kelsa, uning tashqi chegarasidan shuncha energiya fazoga sochiladi (chiqib ketadi). Aks holda, fotosfera o'zgarib (kengayib, yupqalashib) turgan bo'lar edi (pulsatsiyalanuvchi yulduzlarda shunday). Unda savol tug'ilishi mumkin, agar fotosfera statsionar holatda bo'lsa, uning o'rganishdan maqsad nima? Gap shundaki, fotosfera undan o'tayotgan energiya miqdorini o'zgartirmaydi, balki energiyani spektr bo'ylab qayta taqsimlashi mumkin.

Statsionar fotosferadagi elementar hajm ham energetik statsionar holatda bo'ladi. Fotosferada asosi ds va balandligi dr bo'lgan hajmni olaylik. Bu xajmda dt vaqt ichida $d\omega$ fazoviy burchakda yutilgan energiya $ds dr dt \alpha_\nu I_\nu d\nu d\omega$ ga teng. Agar barcha fazoviy burchaklarda yutilgan energiyani hisobga olmoqchi bo'lsak quyidagicha bo'ladi:

$$dsdrdt \int \alpha_v dv \int I_v d\omega . \quad (7.11)$$

Ko'rilayotgan hajmdan barcha tomonga chiqayotgan (sochilayotgan) energiya $dsdrdt \int d\omega \int \varepsilon_v dv$ ga teng bo'ladi. Chiqarish koefitsiyenti fazoviy burchakka bog'liq emas hamda yutilayotgan va chiqarilayotgan energiyani tenglashtirib kerakli qisqartirishlardan keyin quyidagi tenglamani topamiz:

$$4\pi \int_0^{\infty} \varepsilon_v dv = \int_0^{\infty} \alpha_v dv \int_{\Omega} I_v d\omega . \quad (7.12)$$

Bu nuriy muvozanat tenglamasi deb ataladi. Nuriy muvozanat va nuriy energiya uzatish tenglamalari yulduzlar fotosferasi nazariyasining asosiy tenglamalari hisoblanadi.

Nuriy energiya uzatish tenglamasida yo'l bo'yicha I integrallash rejalashtirilgan. Bu ma'lum noaniqlik tug'dirishi mumkin. Shuning uchun, integrallashni yulduz radiusi r bo'yicha bajarish maqsadga muvofiqdir. Chunki, yulduzning fizik ko'rsatkichlari radius bo'yicha o'zgaradi. Agar I bilan r orasidagi burchak θ bo'lsa, u holda $dr = dl \cos\theta$ bo'ladi va (7.9) tenglama quyidagicha ko'rinish qabul qiladi:

$$\cos\theta \frac{dI_v}{dr} = -\alpha_v I_v + \varepsilon_v . \quad (7.13)$$

Bu tenglamani barcha chastotalar bo'yicha integrallasak va (7.12) ni hisobga olsak, yulduzdan chiqayotgan nurlanish oqimini topamiz. Fotosferada r kam o'zgaradi, u holda

$$\int_0^{\infty} H_v dv = const , \quad (7.14)$$

ya'ni, statsionar yulduzdan chiqayotgan nuriy energiya oqimi o'zgarmas qiymatga ega bo'ladi. Bunday oqim bolometrik o'lchashlarda aniqlanadi.

Quyosh va yulduz atmosferasidan nurlanish kvantlarni o'tish jarayoni, ularni yutilishi va qayta sochilishi, yuqorida keltirilgan dasturiy mahsulotda www.gettsburg.edu/CLEA animatsiya sifatida (sunlab.pro) namoyish etiladi. Bu dasturiy mahsulot yulduz atmosferasida ro'y beradigan jarayonlarni tushunishga yordamlashadi.

7.1.3. Yutish koeffitsienti chastotaga bog'liq bo'lmagan fotosfera. Agar fotosferaning yutish koeffitsienti chastotaga bog'liq bo'lmasa yuqoridagi (7.12) va (7.13) tenglamalarni yechish osonlashadi.

Bunday atmosferaning optik qalinligi $\tau = \int_r^{\infty} \alpha dr$ ham chastotaga bog'liq bo'lmaydi. Agar $\varepsilon = S\alpha$ belgilash kiritsak, bu yerda S manba funksiyasi deb ataladi va (7.1) - (7.14) tenglamalar tizimi soddalashadi va uni taqriban yechish mumkin.

a). Shvatsshild-Shuster modeli. Agar fotosferaga ichkaridan tushayotgan o'rtacha intensivlikni $I_1(\tau)$ va tashqaridan tushayotgan o'rtacha intensivlikni $I_2(\tau)$ bilan belgilasak, u holda, to'la nurlanish oqimi uchun quyidagi optik qalinlikka τ bog'liq funksiya topamiz:

$$H = \pi(I_1(\tau) - I_2(\tau)) = \pi F \text{ va } S(\tau) = F \cdot \left(\tau + \frac{1}{2}\right). \quad (7.15)$$

Bu yechimlar Shvatsshild - Shuster modeliga asoslanib topilgan.

b). Eddington modeli. Agar yuqoridagi taxminlar asosida chiqarilgan nuriy uzatish tenglamasining ikkala tomonini $2\pi \sin\theta \cos\theta d\theta$ ga ko'paytib teta bo'yicha 0 dan ∞ gacha integrallasak va $\cos^2\theta$ ni o'rtacha qiymati $1/3$ ga tengligini hisobga olisak, u holda manba funksiyasi uchun

$$S(\tau) = F\left(\frac{3}{4}\tau + \frac{1}{2}\right) \quad (7.16)$$

ni topamiz. Quyosh fotosferasi uchun, Quyosh gardishi markazidan θ burchak masofada (gardish markazida $\theta=0^\circ$) undan chiqayotgan nurlanish intensivligi $I(0, \theta) = F\left(\frac{1}{2} + \cos\theta\right)$ (Sh-Sh model),

$I(0, \theta) = F\left(\frac{1}{2} + \frac{3}{4}\cos\theta\right)$ (Eddington modeli) ifodalar bilan hisoblanishi mumkin. Bu taqribiy yechimlar aniq yechimlardan kam farq qiladi.

7.1.4. Lokal termodinamik muvozanatdagi fotosfera. Termodinamik muvozanatdagi nurlanish deb, tashqi muhit bilan issiqlik almashmaydigan, muqim temperaturadagi idish (absolut qora jism) devoridagi kichik teshik orqali chiqayotgan nurlanishga aytiladi. Bunday idish ichida chiqarish koeffitsientini yutish koeffitsiyentiga nis-

bati Kirxgof qonuni bilan, nurlanish spektrida energiyani taqsimlanishi esa Plank formulasi orqali (1.8) ifodalanadi:

$$\frac{\varepsilon_\nu}{\alpha_\nu} = B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1}. \quad (7.17)$$

Absolut qora jism ichida nurlanish zichligi $\rho_\nu(T) = \frac{4\pi}{3} B_\nu(T)$.

Agar nurlanish zichligidan barcha chastotalar bo'yicha integral olsak, $\rho(T) = aT^4$ ekanligini topamiz. $\sigma = as/4$ Stefan-Boltsman doimiysi.

Yulduz fotosferasining ichki qatlamlarida lokal termodinamik muvozanat ro'y beradi. Demak, bu qatlamlar uchun Kirxgof qonunini qo'llash mumkin. U holda $\varepsilon_\nu = \alpha B_\nu(T)$ va manba funksiyasi

$S(\tau) = \frac{ac}{4\pi} T^4$ va fotosferada temperaturani Eddington modelida optik chuqurlik bo'yicha o'zgarishi quyidagicha bo'ladi:

$$\frac{ac}{4} T^4 = \pi F \left(\frac{1}{2} + \frac{3}{4} \tau \right). \quad (7.18)$$

Bu yerda πF yulduzning to'la energiyasi va uni absolut qora jismniki singari deb hisoblasak, ya'ni $\pi F = \sigma T_e^4$, u holda temperaturani fotosferada optik chuqurlik bo'yicha o'zgarishi quyidagicha bo'ladi:

$$T^4 = T_e^4 \left(0,5 + 3 \frac{\tau}{4} \right). \quad (7.19)$$

Bu holda Quyosh gardishining markazidan θ bo'rchakiy uzoqlikda tutash spektrda chiqayotgan intensivlik quyidagicha ifodalanadi:

$$I_\nu(0, \theta) = \int_0^\infty B_\nu(T) e^{-\tau_\nu \sec \theta} \cdot \sec \theta d\tau_\nu. \quad (7.20)$$

$B_\nu(T)$ — ni o'rniga uning (7.17) dagi ifodasi, T ning o'rniga esa temperatura uchun yozilgan (7.19) ifoda qo'yiladi.

7.1.5. Temperatura va zichlikni fotosferada chuqurlik bo'yicha o'zgarishi. Fotosfera modeli. Yuqorida fotosferada nuriy va lokal termodinamik muvozanat sharoitlarida temperaturani optik chuqurlik bo'yicha o'zgarish formulasi chiqarilgan edi (7.19). Endi temperatura va zichlikni fotosferada geometrik chuqurlik orqali o'zgarish formulasini topamiz. Fotosferadagi har bir elementar hajm ikkita kuch,

tortishish va bosim kuchlari ta'sirida muvozanatda bo'ladi (nuriy bosimni inobatga olmaymiz), u holda

$$dP = -g\rho dr. \quad (7.21)$$

Bu yerda, P – bosim, g – og'irlik kuchining tezlanishi, ρ – zichlik. Fotosfera moddasini ideal gaz deb hisoblash mumkin va ideal gazlarning qonunidan

$$P = \frac{R^* \rho T}{\mu}. \quad (7.22)$$

Bu yerda, μ – fotosfera moddasining molyar massasi, R^* – ideal gazlar doimiysi.

$$\frac{R^*}{\mu} d(P\rho) = -g\rho dr. \quad (7.23)$$

Yuqorida topilgan optik qalinlik bilan temperatura orasidagi (7.19) bog'lanishdan foydalanamiz va taqriban

$$dT^4 = -\frac{3}{4} T_e^4 \alpha \cdot dr, \quad (7.24)$$

deb qabul qilamiz. Bu yerda, α o'rtacha yutish koeffitsiyentining o'rtacha qiymatini qo'yish mumkin. Yutish koeffitsiyenti α zichlik ρ va atomlarni yutish koeffitsiyenti k orqali bunday ifodalanadi $\alpha = k\rho$. Atomlarni yutish koeffitsiyentini $k = \text{const}$ o'zgarmas deb qabul qilsak, u holda

(7.24) va (7.23) dan $d(\rho T) = \frac{4}{3} \frac{g\mu}{\kappa R^*} \frac{dT^4}{T_e^4}$ va integrallagandan keyin

$$\rho = \frac{4}{3} \frac{g\mu}{\kappa R^*} \frac{T^4 - T_0^4}{T_e^4 T}. \quad (7.25)$$

Bu yerda, T_0 – yulduz sirti temperaturasi. Yulduzning ichki qatlamlarida $T \gg T_0$, shuning uchun

$$\rho = \frac{4}{3} \frac{g\mu}{\kappa R^*} \frac{T^3}{T_e^4}. \quad (7.26)$$

Endi (7.26) ni (7.23) ga qo'ysak,

$$\frac{dT}{dr} = -\frac{g\mu}{4R^*}. \quad (7.27)$$

Yutish koeffitsiyenti α uchun chuqurlik bo'yicha o'zgaruvchan ifoda qabul qilganda ham (7.23), (7.24) tenglamalarni yechish mumkin. Masalan, $\alpha \approx \frac{\rho^2}{T^s}$, u holda (7.26) va (7.27) quyidagicha ifodalanadi:

$$\rho \approx T^{\frac{s+3}{2}} \text{ va } \frac{dT}{dr} = -\frac{2}{s+3} \frac{g\mu}{R}. \quad (7.28)$$

Yuqorida temperatura gradienti uchun topilgan (7.27) va (7.28) ifodalar Quyosh va yulduz atmosferasi modelini hisoblab chiqishda qo'llaniladi. Yuqorida chiqarilgan formulalardan bir birlik optik qalinlikka mos keladigan geometrik qalinlikni (yulduz atmosferasi qalinligini) topish mumkin. Buning uchun $d\tau = -k\rho dr$ ga (7.26) ni qo'yamiz.

$$\frac{dr}{d\tau} = -\frac{3}{4} \frac{R^* T_c^4}{g\mu T^3}. \quad (7.29)$$

Agar $T=T_c$ deb hisoblasak, bu formuladan Quyosh fotosferasining qalinligi 100 km ekanligini topamiz.

7.1.6. Yutish koeffitsiyenti chastotaga bog'liq fotosfera spektri.

a). Tutash spektrda nurlanishning hosil bo'lishi va yutilishi. Bu masalaga biz ushbu kitobning birinchi bobida to'xtalganda e'tibor qaratgan edik. Quyosh va yulduzning moddasi asosan vodorod va geliydan tarkib topgan, shuning uchun ularning fotosferasida yutilish (chiqarish) jarayoni shu atomlarda bo'ladi. Geliyning uyg'onish potentsiali 24,6 eV va buning uchun 20000 K temperatura zarur. Geliy atomlari qaynoq yulduzlar (O sinf) fotosferasida notiniqlik hosil qila oladi. Vodorodning uyg'onish potentsiali 13,6 eV va buning uchun 10000 K temperatura zarur. Demak, ko'pchilik yulduzlar, shuningdek, Quyoshning, fotosferasida nuriy energiyani o'tishi nurlanishni vodorod atomlarida yutilish va chiqarish bilan bog'liq bo'ladi.

b). Vodorod atomlari uchun yutish koeffitsiyenti. Tutash spektr masalan vodorod atomida elektronni bog'liq holatdan ozod holatga (yutilish) yoki ozod holatdan bog'liq holatga (emission, chiqarish), hamda, bir xil energiyali ozod holatdan boshqa energiyali ozod holatga (past energiyalidan yuqori energiyaliga o'tish – yutilish spektrini hosil qiladi va aksincha) o'tishi natijasida hosil bo'ladi.

Fotosferaning hajm birligi uchun yutish (chiqarish) koeffitsiyenti barcha energetik sathlardan ozod holatga (α'_v) atom o'tishlar

(elektronni bir orbitadan boshqasiga yoki ozodga) ehtimolini yoki yutish (chiqarish) koeffitsiyenti (k_{iv}) ni hajm birligida shu sathlardagi atomlar soni (n_i) ga ko'paytmalari ($k_{iv}n_i$) yig'indisiga bog'liq, ya'ni

$$\alpha'_v = \sum_{i=i_0}^{\infty} n_i k_{iv} \quad (7.30)$$

ga teng. Fotosferada ozoddan ozodga o'tishlar ham ro'y beradi va bunday o'tishlar bilan bog'liq hajm birligi uchun yutish koeffitsiyenti α'' bo'lsa, u holda hajm birligi uchun yig'indi yutish koeffitsiyenti $\alpha_v = \alpha'_v + \alpha''$. Bitta, i -nchi xolatdagi vodorod atomi uchun yutish koeffitsiyenti quyidagi ko'rinishda bo'ladi.

$$k_{iv} = const1 \cdot \frac{g_{iv}}{i^5 v^3}. \quad (7.31)$$

Bu yerda g_{iv} – birga yaqin tuzatma (Gaunt tuzatmasi), $const1$ atom doimiylari kiradigan doimiylik. Agar barcha energetik sathlarda atomlarning taqsimlanishi Boltsman va Saxa formulalari orqali ifodalansa, u holda hajm birligida yutish koeffitsiyenti quyidagicha bo'ladi

$$\alpha'_v = const2 \frac{\chi_i}{T^2} \frac{1}{v^3} \sum_{i=i_0}^{\infty} \frac{g_{iv}}{i^3} e^{\frac{\chi_i}{kT}}. \quad (7.32)$$

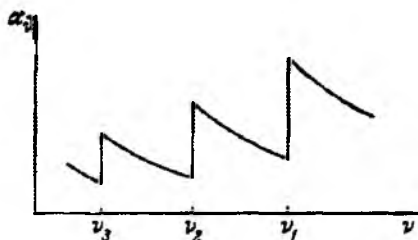
Bu yerda χ_i – i -nchi holadan ionlanish potentsiali, T – temperatura, $const2$ atom doimiylari kiradigan doimiylik. Shuningdek, hajm birligida ozoddan ozodga o'tishlar uchun yutish koeffitsiyentini topish mumkin, u ham chastotaning uchinchi darajasiga va temperaturadan olingan kvadratik ildizga teskari proporsional bo'ladi. Ikkala o'tishlar bilan bog'liq yutish koeffitsiyenti quyidagicha ifodalanadi:

$$\alpha_v = \alpha'_v + \alpha'' = const3 \frac{1}{\sqrt{T}} \left[2 \frac{\chi_i}{kT} \sum_{i=i_0}^{\infty} \frac{g_{iv}}{i^3} e^{\frac{\chi_i}{kT}} + g_v \right] \frac{1}{v^3} \left(1 - e^{-\frac{hv}{kT}} \right). \quad (7.33)$$

Bu yerda $const3$ atom doimiylari kiradigan doimiylik. Oxirgi ko'paytuvchi manfiy yutilishni hisobga olish uchun kiritilgan. Vodorod atomlarida yutilishni hisobga oluvchi bu formula bo'yicha hisoblangan yutish koeffitsiyenti 7.2-rasmda tasvirlangan.

s). Manfiy vodorod ionlari uchun yutish koeffitsiyenti. Vodorodning manfiy ioni bu, atrofida ikkita elektron aylanadigan protondir. Quyosh va unga nisbatan past temperaturadagi yulduzlar fo-

tosferasida metallarning ionlanishi natijasida ko'plab elektronlar hosil bo'ladi. Bunday sharoitda vodorod atomi yana bitta elektron olishi mumkin bo'ladi.



7.2-rasm. Vodorod atomlari hosil qilgan yutish koeffitsientini chastotaga bog'liqligi: ν_1 – Pashen, ν_2 – Balmer, ν_3 - Layman seriyalari chegaralari chastotalari.

Vodorodning manfiy ionining ionlanish potentsiali $\chi_i=0,75 \text{ eV}$ va uning yutish koeffitsiyenti maksimumi infra-qizil nurlarga to'g'ri keladi. Quyosh fotosferasida manfiy ionlarda yutilish yorug'lik nurlarida ham sezilarli darajada kuchli va fotosfera spektrini shakllantirishda yetarli darajada kuchli rol o'ynaydi.

Yuqorida keltirilganlardan ko'rinib turibdiki, fotosferada tutash spektrni shakllanishi murakkab jarayon va uni bilmasdan turib fotosfera spektrini aniq hisoblab bo'lmaydi. Fotosfera spektrini aniq hisoblash ancha murakkab, biroq, yechilgan masala va uni bu kitobda keltirmaymiz.

7.2. Yulduzlar atmosferasi nazariyasi asoslari. **Chiziqiy spektrni hosil bo'lishi.**

Quyosh va yulduzlarni o'rab turuvchi, tutash spektrda deyarli tiniq, gaz qatlam atmosfera deb ataladi. Ayrim hollarda fotosferaga ham **atmosfera qatlami** deb qaraladi. Buning sababi, fotosfera bilan yuqoridagi ta'rifga ko'ra belgilangan atmosfera orasida keskin chegara yo'q. Atmosferaning yana bir xususiyati unda spektral chiziqlar hosil bo'ladi. O'rtacha, Quyosh va yulduzlar atmosferasi ularning fotosfera qatlamlari ustida joylashadi.

Spektral chiziqlarda yutish koeffitsiyenti tutash spektrdagidan ancha katta bo'ladi. Atmosferaning yuqori qatlamlarida tutash spektrda

yutish nolga teng deb hisoblanadi, ya'ni atmosfera butunlay tiniq. Atmosferaning fotosfera bilan qo'shilib ketgan qismlarida hajm birligida yutilish ham tutash spektrda ham spektral chiziqda ro'y beradi.

Bu bo'limda, avval, spektral chiziqda yutish koeffitsienti bilan tanishib chiqamiz, keyin esa, chiziqiy spektrni hosil bo'lishi ko'riladi. Shuni aytish kerakki, yulduzlarning fizik xususiyatlari to'g'risidagi asosiy bilimlar ularning chiziqiy spektrini tekshirishdan olinadi. Bunday bilimlarga yulduzning kimyoviy tarkibi, atmosferasida gaz harakati, yulduzlarning o'q atrofida aylanishi va magnit maydoni kiradi. Yulduz atmosferasida nurlanishni atomlarda yutilishi yuqorida keltirilgan CLEA/sunlab laboranoriya ishida yaxshi tushuntiriladi.

6.2.1. Spektral chiziqni yutish koeffitsiyenti. Yutish koeffitsiyentining chastotaga bog'liqligining bir necha sabablari bor. Ularning eng asosiylari quyidagilar: 1) klassik nazariyaga ko'ra nurlanishning so'nishi yoki atom energetik sathlarning keskin emasligi, ya'ni siyqalanganligi (Geyzenberg noaniqligi tufayli); 2) Atomlarning issiqlik harakatlari tufayli Dopler effekti. Yutish koeffitsienti nurlanishning so'nishi tufayli ro'y berishini ko'raylik. Bu holda kvant nazariyasi nurlanishni yutilish koeffitsiyenti uchun quyidagi ifodani beradi:

$$\kappa_{\nu} = \frac{c^2}{32\pi^3\nu_0^3} \frac{g_k}{g_i} \frac{A_{ki}\Gamma_{ik}}{(\nu - \nu_0)^2 - \left(\frac{\Gamma_{ik}}{4\pi}\right)^2}. \quad (7.34)$$

Bu yerda A_{ki} – Eynshteyn tomonidan kiritilgan o'tish ehtimoli (1.10). $\Gamma_{ik} = \gamma_i + \gamma_k$ – i-nchi va k-inchi sathlardan barcha sathlarga o'tish ehtimollari yig'indisi. Agar $2\Delta\nu_E$ bilan yutish koeffitsiyenti profilini atomning yutish koeffitsiyentining maksimal qiymati κ_{ν_0} yarmiga teng

qismidagi kengligini belgilasak, u holda $\Delta\nu_E = \frac{\Gamma_{ik}}{4\pi}$ bo'ladi

($\Delta\lambda_E = \frac{\lambda_0\Delta\nu_E}{\nu_0}$, ν_0 – yutish koeffitsiyentining markaziy chastotasi).

Bu erda $2\Delta\nu_E$ yutish koeffitsiyentining tabiiy kengligi deb ataladi. Chiziqning to'liq uzunliklarida ifodalangan tabiiy kengligi 0,001 angstromga teng. Bu juda kichik miqdor va yulduzlarning spektral chiziqlari kengligi undan minglab marta katta. Bunday keng profil-lar Dopler effekti tufayli hosil bo'ladi.

Temperaturasi T bo'lgan yulduz atmosferasida atomlarning is-siqlik harakati tezliklari Maksivell taqsimoti orqali ifodalanishi mumkin. U holda, Dopler effekti tufayli yutish koeffitsienti quyidagicha ifodalanadi:

$$\kappa_\nu = \kappa_0 e^{-\frac{M}{2kT} \left(\frac{\nu - \nu_0}{\nu_0}\right)^2}, \quad \kappa_0 = \frac{c^2}{8\pi^{3/2} \nu_0^3 V} \frac{g_k}{g_l} A_{kl}. \quad (7.35)$$

Agar $\Delta \nu_D = \frac{\nu_0 V}{c}$, va $V = \sqrt{\frac{2kT}{M}}$ belgilash kiritsak, u holda,

$$k_\nu = k_0 e^{-\frac{(\nu - \nu_0)^2}{\Delta \nu_D^2}}. \quad (7.36)$$

Yulduz atmosferasida ikkala jarayon ham, nurlanishning so'nishi va Dopler effekti, amalda bo'ladi, shuning uchun spektral chiziqda yakuniy yutish koeffitsienti quyidagi ko'rinishga ega bo'ladi:

$$k_\nu = k_0 \frac{a}{\pi} \int_{-\infty}^{+\infty} \frac{e^{-y^2} dy}{(u + y)^2 + a^2}. \quad (7.37)$$

Bu yerda $u = \frac{\nu - \nu_0}{\Delta \nu_D}$, $a = \frac{\Delta \nu_E}{\Delta \nu_D}$, $\Delta \nu_D$, $\Delta \nu_E$ — chiziqning Dopler-cha va tabiiy kengayish deb ataladi.

Bu belgilashlarda, yuqoridagi formulalar (7.34) va (7.36) da $a \ll 1$ bo'lganda, spektral chiziqning markaziy qismlarida yutish koeffitsienti taqriban $k_\nu = k_0 e^{-u^2}$ va markaziy chastotadan uzoqda ($u \gg 1$) $k_\nu = k_0 a / \sqrt{\pi} \cdot u^{-2}$ ko'rinishda bo'ladi. Demak, chiziq o'zagida yutish koeffitsiyentini butunlay Dopler effekti, markaziy chastotadan uzoqda esa, uni nurlanishning so'nishi (so'nish koeffitsienti, a) ifodalaydi.

Agar atmosferada zichlik katta bo'lsa atom to'qnashlari tez-tez ro'y berib turadi. Atomning uyg'onish energiyasining bir qismi u bilan to'qnashgan zarraga olib ketadi. Bunday to'qnashishlar oqibatida atomning uyg'ongan holatda bo'lish vaqti (1.11) qisqaradi, va Geyzenberg noaniqligiga ko'ra energetik sathlar siyqalanadi va o'rtacha kengayadi ($\Delta \nu_T$). Bu effekt, u bosim effekti deb ataladi, ham chiziqning kengayishiga tabiiy so'nish kabi ta'sir etadi va so'nish koeffitsiyenti quyidagiga teng:

$$a = \frac{\Delta v_E + \Delta v_T}{\Delta v_D}. \quad (7.38)$$

Bu yerda Δv_T to'qnashishlar natijasida spektral chiziqning kengayishini ifodalaydi. Spektral chiziqni kengaytiruvchi ta'sirlardan yana biri Shtark effektidir. Bu va boshqa effektlar ta'siri kam, ularni hisobga olish formulalarini maxsus adabiyotlardan topish mumkin.

7.2.2. Lokal termodinamik muvozanat sharoitida yutilish chiziqlari. Berilgan atomni i -nchi holatdan k -nchi holatga o'tishi natijasida hosil bo'ladigan spektral chiziqni ko'raylik. Chiziqda nurlanish (chiqarish) va yutish koeffitsientlarini ε_ν va σ_ν , tutash spektrda yutish va nurlanish (chiqarish) koeffitsientlarini α_ν va ε_ν^0 bilan belgilaylik (chiziq ichida oxirgi koeffitsientlar kam o'zgaradi). Atmosfera tekis parallel qatlamlardan tashkil topgan deb qabul qilsak, spektral chiziqda nuriy uzatish tenglamasi quyidagicha bo'ladi:

$$\cos \theta \frac{dI_\nu}{dr} = -(\sigma_\nu + \alpha_\nu) I_\nu + \varepsilon_\nu + \varepsilon_\nu^0. \quad (7.39)$$

Bu yerda θ nurlanish tarqalayotgan chiziq bilan atmosfera tashqi normali orasidagi burchak va nurlanish intensivligi r va θ ga bog'liq.

Agar atmosferada lokal termodinamik muvozanat o'rinli bo'lsa, elementar hajm ichi uchun $\varepsilon_\nu^0 = \alpha_\nu B_\nu(T)$ va $\varepsilon_\nu = \sigma_\nu B_\nu(T)$ munosabatlarni yozish mumkin.

$$\cos \theta \frac{dI_\nu}{dr} = -(\sigma_\nu + \alpha_\nu)(I_\nu + B_\nu). \quad (7.40)$$

Agar spektral chiziq ichida ν chastotada $t_\nu = \int_r^\infty (\sigma_\nu + \alpha_\nu) dr$ yutish koeffitsienti bo'lsa, u holda

$$\cos \theta \frac{dI_\nu(t_\nu, \theta)}{dt_\nu} = I_\nu(t_\nu, \theta) + B_\nu(T). \quad (7.41)$$

Atmosferadan spektral chiziq ichidagi chastotalarda chiqayotgan va biz o'lachayotgan intensivlik bu tenglamaning yechimi bo'ladi va u quyidagicha ko'rinishga ega:

$$I_\nu(0, \theta) = \int_0^\infty B_\nu(T) e^{-t_\nu \sec \theta} \cdot \sec \theta \cdot dt_\nu. \quad (7.42)$$

Chiziq ichida, ν chastotada, tutash spektrda chiqayotgan nurlanish (7.20) bilan ifodalanadi, u holda chiziq ichida, ν chastotada, θ buxakda atmosferadan chiqayotgan intensivlikka (I_ν) va yulduzdan kelayotgan oqimga (H_ν) nisbatan qoldiq intensivlik

$$r_\nu(\theta) = \frac{I_\nu(0, \theta)}{I_\nu^0(0, \theta)} \text{ va } r_\nu = \frac{H_\nu}{H_\nu^0} \text{ ga teng bo'ladi.} \quad (7.43)$$

Spektral chiziqning qoldiq intensivligi (r_ν) va ekvivalent kengligi bilan biz oldingi bobda (5.8.2 paragrafda) tanishgan edik. Chiziqning bu ko'rsatkichlari amalda o'lchanadi. Yuqorida keltirilgan usul bilan topilgan qoldiq intensivlik murakkab ko'rinishga ega, shuning uchun biz uni keltirmaymiz. Agar tutash spektrda yutish koeffitsiyenti nolga teng deb qabul qilsak, bu kogerent sochilishda ro'y beradi, u holda (7.39) tenglama oddiy yechimga ega bo'ladi.

7.2.3. Kogerent sochilishda yutilish chizig'i. Agar chiziq ichida ν chastotada yutilgan nurlanish shu chastotada chiqarilsa va chiziq yaqinida tutash spektrda biror boshqa chastotada yutilgan nurlanish ham shu boshqa chastotada chiqarilsa, ya'ni chiziq bilan tutash spektr orasida energiya almashinuvi ro'y bermasa, bunday nurlanish kogerent sochilish deb ataladi. Kogerent sochilish uchun Shvatsschild-Shuster va Eddington modellarini ko'rib chiqaylik.

a). Shchvatsschild-Shuster modeli. Bu modelda atmosfera bir biridan ajralgan ikkita qatlam (ichki (fotosfera) va tashqi (atmosfera))dan iborat deb qaraladi: ichki qatlamdan tutash spektrga ega nurlanish chiqadi, tashqi qatlamda esa, u ma'lum chastotalarda yutiladi va spektral chiziqlar hosil bo'ladi xolos. Yuqorida fotosfera uchun (7.1.2 va 7.1.3 paragraflar) qo'llanilgan usulni qo'llaymiz, u holda manba funksiyasi quyidagicha bo'ladi:

$$S_\nu = \frac{I_\nu^0}{1+t_\nu^0} \left(\frac{1}{2} + t_\nu \right). \text{ Bu erda, } t_\nu = \int_r^\infty \sigma_\nu dr \text{ - chiziq ichida va } t_\nu^0 \text{ -}$$

oqim spektrida optik qalinlik. Nurlanish oqimida qoldiq intensivlik:

$$r_\nu = \frac{1}{1+t_\nu^0}. \quad (7.44)$$

Agar hajm birligi uchun yutish koeffitsiyenti $s_\nu = nk_\nu$, n - hajm birligida berilgan chiziq uchun pastki energetik holatdagi atomlar soni, k_ν - bitta atom uchun hisoblangan yutish koeffitsiyenti bo'lsa,

u holda $t_v^0 = \kappa_v N$ va Sh-Sh modeli uchun chiziqning qoldiq intensivligi va ekvivalent kengligi quyidagicha ifodalanadi:

$$r_v = \frac{1}{1 + \kappa_v N} \quad \text{va} \quad W = \int_{-\infty}^{+\infty} \left(1 - \frac{1}{1 + \kappa_v N}\right) d\nu. \quad (7.45)$$

b) Eddington modeli. Bu modelga ko'ra fotosfera va atmosfera aralashgan holda bo'ladi, yutish tutash spektrda va chiziqda bir vaqtning o'zida ro'y beradi, u holda oqim uchun qoldiq intensivlik quyidagicha ifodalanadi:

$$r_v = \frac{H_v(0)}{H_v^0(0)} = \frac{1 + \frac{\beta_v^*}{\sqrt{3(1 + \eta_v)}}}{1 + \frac{\beta_v^*}{\sqrt{3}}} \cdot \frac{\sqrt{3} + 2}{\sqrt{3(1 + \eta_v)} + 2}. \quad (7.46)$$

Bu yerda $\eta_v = \frac{\sigma_v}{\alpha_v}$, $\beta_v^* = \frac{\beta_v \bar{\alpha}}{\alpha_v}$; β_v – yulduz atmosfera sharoiti ter-

modinamik muvozanatdan farq qilganda Plank funksiyasiga kiritilgan ko'paytuvchi va $\bar{\alpha}$ – tutash spektrda o'rtacha yutish koeffitsienti.

7.2.4. Yulduz atmosferasining kimyoviy tarkibi. Agar yulduzning spektrida kimyoviy elementning spektral chiziqlari bo'lsa, bu chiziqlarning ekvivalent kengligini o'lchash yo'li bilan yulduzning kimyoviy tarkibi aniqlanadi. Buning uchun, har bir kimyoviy element atomi va ionining energetik sathlaridan boshqa bir necha sathlarga o'tishda hosil bo'lgan chiziqlari (multipletlari) bo'lishi shart. Bu multipletlar uchun ekvivalent kenglik $W = F_1(\kappa_v N, \Delta\nu_D, a)$ bilan optik qalinlik $\kappa_v N$ orasidagi bog'lanishlar tuziladi va ular asosida o'sish egri chizig'i tuziladi. O'sish egri chizig'i yordamida qator masalalar yechiladi.

1) Chiziqni hosil qilishda (unda nurlanishni yutishda) ishtirok etgan atomlar soni N topiladi va boshqa energetik sathlarda atomlar soni Boltsman formulasi yordamida baholanadi. Agar barcha energetik sathlar uchun N topilgan bo'lsa, yulduz atmosferasida kimyoviy elementning nisbiy miqdorini va atmosferada atomlarning «uyg'onish temperaturasi»ni topish mumkin.

2) Chiziqning doplercha yarim kengligini $\Delta\nu_D = \nu_0 V/c$. Bu yerda V atomlarning o'rtacha betartib harakat tezligi.

3) Eyinshteyn koeffitsienti bilan bog'liq, markaziy chastotada yutish koeffitsiyentini topish mumkin.

$$\kappa_0 = \frac{\sqrt{\pi} e^2}{m v_0 V} f \quad (7.47)$$

a). Spektral chiziqning ekvivalent kengligi. Yuqorida (5.8.2 paragrafda 5.33 formula) ko'rganimizdek spektral chiziqning ekvivalent kengligi unda yutilgan energiya miqdorini tutash spektr birliklarida ko'rsatadi. Shvatsschild-Shuster modelida chiziqda qoldiq intensivlik (6.43), ekvivalent kenglik (6.44) bilan ifodalanadi va u chiziq markazida yutish miqdori ($k_v N$), doplercha kengayish (Δv_D) va so'nish koeffitsienti (a) ga bog'liq funksiya bo'ladi: $W = F_1(\kappa_v N, \Delta v_D, a)$.

Eddington modelida esa, u $W = F_2(\kappa_0 \frac{n}{\alpha_v}, \Delta v_D, a)$ ko'rinishga ega.

b). Shvatsschild-Shuster modeli uchun o'sish egrisi. Ekvivalent kenglik uchun topilgan (7.45) formulaga k_v o'rniga uning (7.36) formula orqali berilgan ifodasini qo'yamiz, u holda chiziqning ekvivalent kengligi quyidagi ko'rinish oladi:

$$W = \int \frac{\kappa_v N}{1 + \kappa_v N} dv. \quad (7.48)$$

Agar $k_v N \ll 1$ bo'lsa, u holda bu juda kuchsiz chiziqning ekvivalent kengligi $W = N \int \kappa_v dv = \sqrt{\pi} \frac{v_0 V}{c} \kappa_0 N$ bo'ladi.

Agar N katta bo'lsa va chiziq markazida $k_v N \gg 1$ bo'lsa, biroq chiziq qanotida $k_v N \ll 1$ bo'lsa, chiziqning ekvivalent kengligi uchun quyidagi ifodani topamiz:

$$W = \kappa_0 N \frac{v_0 V}{c} \int_{-\infty}^{+\infty} \frac{e^{-u^2} du}{1 + \kappa_0 N e^{-u^2}}. \quad (7.49)$$

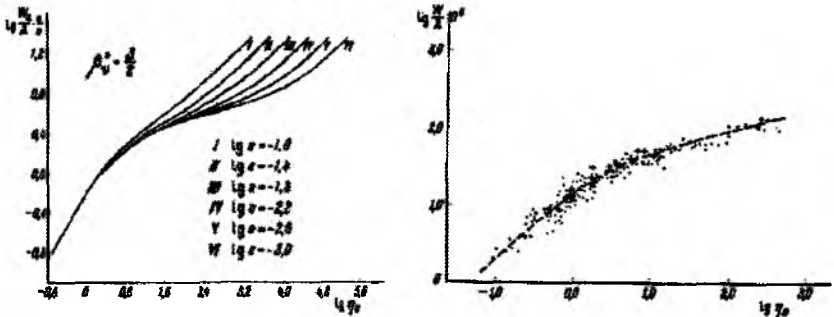
Bu integralning taqribiy yechimi quyidagicha bo'ladi:

$$W = 2 \frac{v_0 V}{c} \sqrt{\ln \kappa_0 N}.$$

Endi N shu darajada katta bo'lsinki chiziqning barcha qismlarida, markazida va qanotlarida, $k_v N \gg 1$ bo'lsin, u holda:

$$W = \pi^{3/4} \frac{v_0 V}{c} \sqrt{a\kappa_0 N}.$$

Yuqorida keltirilganlarni yig'ib aytganda, yutuvchi atomlarning soni N ortishi bilan spektral chiziqning ekvivalent kengligi avval N ga, keyin $\sqrt{\ln N}$ va nihoyat \sqrt{N} ga proporsional ravishda ortadi.



7.3-rasm. O'sish egri chizig'i: chapda nazariy, o'ngda amalda Perseyning α -si uchun Fe va Ca atomlari spektral chiziqlari bo'yicha tuzilgan.

Amalda spektral chiziqning chastotasi emas, balki to'lqin uzunliklari qo'llaniladi va spektral chiziq ekvivalent kengligini uning to'lqin uzunliklari birliklarida ifodalaniadi. Agar $X_0 = k_0 N$ belgilash kiritsak, u holda

kichik X_0 larda $\frac{W}{\lambda} = \sqrt{\pi} \frac{V}{c} X_0$;

katta X_0 larda $\frac{W}{\lambda} = 2 \frac{V}{c} \sqrt{\ln X_0}$;

juda katta X_0 larda $\frac{W}{\lambda} = \pi^{3/4} \frac{V}{c} \sqrt{aX_0}$;

Spektral chiziqlarning ekvivalent kengligini ularni hosil qilishda ishtirok etgan atomlar soniga bog'liqligi o'sish egri chizig'i sifatida tasvirlanadi.

O'sish egri chizig'ini tuzish uchun atomlarning multiplet seriyalari tanlanadi. Umumiy pastki sathga ega multiplet chiziqlari uchun

atomlar soni N bir xil va o'ssillatorlar kuchlari, f , esa har xil va ular eksperimental yo'l bilan aniqlangan bo'ladi yoki Eynshteyn koef-fitsiyentlari orqali hisoblanadi, u holda

$$X_0 = f \frac{e^2 \sqrt{\pi}}{mc} \frac{\lambda}{V_0} N. \quad (7.50)$$

Multipletlar uchun $\lg \frac{W}{\lambda}$ va $\lg X_0$ bog'lanishlar grafiklarini chizamiz. Bu grafiklar bir-biridan o'zgarimas sonlarga, yuqoridagi (7.55) ifodada ikkinchi had, farq qiladi. Chunki har xil multiplet-da N har xil bo'ladi va ularni absissa o'qi bo'ylab parallel surib bitta egri chiziqqa keltiramiz. Bu o'sish egri chizig'i deb ataladi va u chiziq-ning ekvivalent kengligi bilan uni hosil qilishda ishtirok etgan atom-lar sonini, N , bog'laydi. Chiziqning ekvivalent kengligi kichik bo'lganda u N ortishi bilan unga proporsional ravishda orta boradi, N ma'lum qiymatga yetgach, ekvivalent kenglikni ortishi sekin-lashadi va N ning keyingi ortishi uni deyarli o'zgartirmaydi, chiziq-da yutilishni to'yinishi ro'y beradi. Atomlar soni N juda katta qiymatga yetgach, atom to'qnashishlari ko'payadi va to'qnashayotgan atom-lar endi chiziq markazidan ancha chetdagi chastotalarda yuta boshlay-dilar, natijada chiziqda yutilishni to'yinishi biroz bartaraf etiladi.

c). Eddington modeli uchun o'sish egrisi. Eddington modeliga ko'ra yulduz atmosferasining ixtiyoriy qatlamida bir vaqtning o'zida, ikkala jarayon, tutash spektrda va chiziqda yutilish, jarayoni ro'y beradi. Shuning uchun bu model uchun tuzilgan o'sish egrisida N o'rniga n/α_v qo'yiladi va X_0 o'rniga $\eta_0 = k_0 n/\alpha_v$ qo'llaniladi. Bu erda n asosi bir sm^2 bo'lgan atmosfera ustunida atomlar soni, α_v — v chastotada tutash spektrda atmosferaning yutish koeffitsienti. De-mak, Eddington modeli uchun o'sish egrisi spektrning har xil diapazonlarida bir-biridan biroz farq qiladi.

d). Yulduz atmosferasining kimyoviy tarkibini aniqlash. O'sish egri chiziq tuzishdan asosiy maqsad, bu yulduz atmosferasining kimyoviy tarkibini aniqlashdan iborat. Spektral chiziqning ekviva-lent kengligi bilan (ordinata o'qi orqali) o'sish egri chizig'iga kirib absissa o'qidan X_0 (η_0) ni topamiz. Topilgan η_0 yoki X_0 dan beril-gan chiziq hosil bo'lishidagi atom o'tishning pastki holatidagi atom-lar sonini topish mumkin. Biroq atom ko'plab energetik sathlarga

ega va biror kimyoviy element miqdori barcha ($i=1,2,\dots$) energetik holatlardagi atomlar n_i va barcha ($r=1,2,\dots$) ionlanish darajalaridagi ionlar n_i^r yig'indisiga teng, ya'ni

$$n = \sum_{i=1}^{\infty} (n_i + \sum_{r=1}^{\infty} n_i^{r-1}). \quad (7.51)$$

Atomlarni energetik sathlar bo'yicha taqsimlanishi Boltsman (1.14), ionlarniki esa Saxa (1.15) formulalari orqali ifodalanadi. Quyosh fotosferasi ($T=5700^\circ$) uchun oddiy hisoblashlarni ko'rsatishicha vodorod atomlari asosan birinchi (asosiy) energetik holatda, biroq xromosferada (10000°) da 20% vodorod atomlari ionlangan bo'ladi. Bu nisbiy miqdor xromosferaning yuqori qatlamlarida yana katta bo'ladi. Biroq xromosferada modda zichligi fotosferadagidan o'n marta kamligini hisobga olsak, Quyosh atmosferasida barcha vodorod atomlari birinchi energetik holatda bo'ladi. Bu holatdan yuqoriga o'tish natijasida hosil bo'ladigan spektral chiziqlar (Layman seriyasi) uzoq ultrabinafshada joylashgan va ularni Yerda turib ko'rib bo'lmaydi. Optik nurlarda Balmer seriyasi chiziqlari hosil bo'ladi. Bu chiziqlar ikkinchi (birinchi uyg'ongan holat, uyg'onish potentsiali $10,15 \text{ eV}$) holatdan uchinchi, to'rtinchi va hokazo holatlarga o'tish natijasida hosil bo'ladi. Balmer seriyasi chiziqlari (multiplet) uchun ikkinchi holat umumiy va unda fotosferadagi barcha vodorod atomlarining milliarddan to'rttasi ($4,2 \cdot 10^{-9} n$) bo'ladi. Bu miqdor kichik bo'lsada Balmer seriyasi chiziqlari yetarli darajada intensiv va Quyosh spektridagi eng intensiv chiziqlardan hisoblanadi. Yulduzlar atmosferasining kimyoviy tarkibi vodorodga nisbatan aniqlanadi. Bunda yulduz atmosferasidagi asosi bir sm^2 bo'lgan ustunda 10^{12} ta vodorod atomi bor deb hisoblanadi.

Fotosfera spektrida geliyning spektral chiziqlari kuzatilmaydi. Buning sababi, fotosfera temperaturasi geliy atomlarini uyg'ongan holatga (birinchi uyg'ongan holat potentsiali 20 eV dan katta) o'tkazish uchun yetarli emas. Optik nurlarda xromosfera spektrida geliyning sariq chizig'i (5876 \AA) kuzatiladi. Buning sababi, xromosferada temperatura 100000 dan yuqori va geliyning uyg'ongan holatga o'tkazish uchun etarli. Geliyning yana bir chizig'i infra qizilda kuzatiladi (10830 \AA). Bu chiziq ham xromosfera va pastki toj spektrida kuzatiladi. Bu va boshqa geliyning spektral chiziqlariga asoslanib to-

pilgan uning miqdori vodorodnikidan besh marta kamligini ko'rsatdi. Qaynoq ($T \geq 15000^\circ$, B va O sinf) yulduzlar spektrida geliyning ko'plab chiziqlari kuzatiladi.

Yuqoridagilardan ko'rinib turiptiki, yulduz spektrida birorta kimyoviy element spektral chizig'ini ko'rinishi uchun yulduz atmosferasida temperatura sharoiti shu element atomlarini uyg'ongan holatga o'tkazish uchun etarli bo'lishi kerak. Demak yulduz atmosferasining kimyoviy tarkibini aniqlash uchun unda temperatura sharoitini hisobga olish zarur.

Agar yulduz spektrida ko'rilyotgan kimyoviy elementning uch xil ionlanish darajasidagi, $r-1$, r , $r+1$ ($r=1,2,\dots$), ionlari (masalan, Si II, Si III, Si IV) chiziqlari bor bo'lsa, u holda biror ionning (r) birorta (s) multiplleti uchun umumiy pastki holatdagi atomlarning nisbiy soni

$$n_{r,s} = \left(\frac{n_{r,s}}{\sum n_r} \right) \frac{N_E}{N_H} \frac{1}{m_H \mu_0} = n^r \frac{g_{r,s}}{u_r(T)} e^{-\frac{\chi_{r,s}}{kT}} \quad (7.52)$$

(7.49) formuladagi N o'rniga qo'yiladi. Bu erda: n^r - r -nchi ionlanish darajasidagi ionlarning vodorod atomlari soni birliklarida ifodalangan soni; μ_0 - yulduz atmosferasi uchun o'rtacha molyar massa; N_E/N_H - ko'rilyotgan kimyoviy elementning (E) vodorodga (H) nisbatan nisbiy soni; $g_{r,s}$ - statistik vazn; $u_r(T)$ - r -nchi ionlanish darajasi uchun holatlar bo'yicha yig'indi (holat funksiyasi); $\chi_{r,s}$ - r - darajadagi ionning s - energetik holatining uyg'onish potentsiali; $q=5040/T$ - temperatura ko'rsatkichi. Odatda o'sish egri chizig'i logarifmik o'qlarda chiziladi va (7.51) ni (7.50) ga qo'ygach uni quyidagicha yozamiz:

$$X_0 = n^r \frac{\sqrt{\pi} e^2}{mc} \lambda g_{r,s} f \frac{10^{-\theta \chi_{r,s}}}{V_0 u_r(T)}. \quad (7.53)$$

$$\lg X_0 = \lg n_r + \lg(g_{r,s} f \lambda) - \theta \chi_{r,s} - \lg(V_0 u_r(T)) + \lg \frac{\sqrt{\pi} e^2}{mc}. \quad (7.54)$$

O'ng tomondagi ikkinchi hadni (7.54) ni chap tomoniga o'tkazamiz va birinchi, to'rtinchi va beshinchi hadlar ko'rilyotgan multipllet uchun bir xil va temperaturaga bog'liq, ularni $C_{r,T}$ bilan belgilaymiz, u holda

aslida esa n_e o'zgarib turadi va ayrim hollarda chegara $\lambda < 20 \text{ m}$ gacha tushadi.

Shunday qilib osmon yoritqichlari nurlanishini o'lchash va tahlil qilishda ular nurlanishining Yer atmosferasida kuchsizlanishini hisobga olishimiz kerak bo'ladi. Kuchsizlanish miqdori nurlanishning to'lqin uzunligiga bog'liq bo'lgani uchun har xil ranglarda yoritqichning yorug'ligini o'lchashda uni hisobga olish muhim ahamiyat kasb etadi.

5.3. Astrofotometriya

5.3.1. Astrofotometriyaning vazifalari. Astrofotometriya osmon yoritqichlari yorug'ligini o'lchash usullarini ishlab chiqadi va astrofizik amaliyotga qo'llaydi. O'lchash natijalarini tahlil qilish usullarini ishlab chiqadi.

Teleskopning obyektivi orqali o'tayotgan nurlanish oqimi yoritqich tasviri (difraksiyon gardishchasi) ning yoritilganini belgilaydi va uni o'lchab va yoritqichning uzoqligini bilgan holda yoritqichning yorug'lik kuchini yoki yorqinligini aniqlash mumkin. Bu ko'rsatkichlar endi yoritqichning energetik ko'rsatkichi bo'ladi va unga asosan yoritqichning temperaturasini aniqlash mumkin. Obyektiv yordamida yig'ilgan nurlanish oqimi priyomnikda ma'lum signal yoki taassurot hosil qiladi. Bu signal bilan yoritqich hosil qilayotgan yoritilganlik orasidagi bog'lanish har xil bo'lishi mumkin.

Nurlanish priyomnigi (o'lchash asbobi) da hosil bo'lgan taassurot (signal) miqdori bilan unga tushayotgan nurlanish oqimi orasidagi bog'lanishni topish zarur bo'ladi. Bundan tashqari, yoritqichdan kelayotgan nurlanish oqimi priyomnikka tushguncha, u Yer atmosferasi va teleskopning optik sirtlari va qismlari orqali o'tadi va ularda yutiladi va sochiladi. Yoritqichning haqiqiy energetik ko'rsatkichlarini chiqarishda bu ham hisobga olinishi zarur.

Yer atmosferasi va teleskopning optik qismlarida osmon yoritqichidan kelayotgan nurlanish oqimining yuqorida sanab o'tilgan va boshqa o'zgarishlarini hisobga olgan holda astronomik o'lchashlar bajarish va ular natijalarini tahlil qilish usullarini ishlab chiqish **astrofotometriyaning** asosiy masalasi hisoblanadi. Har bir nurlanish priyomnigi (o'lchash asbobi) o'ziga xos spektral sezgirlikka va unga tushayotgan nurlanish oqimiga mos va o'ziga xos taassurot hosil

qilish xususiyatiga ega bo'ladi. Shuning uchun har bir priyomnik uchun o'lchash va tahlil qilish usullari ishlab chiqilgan va shunga ko'ra astrofotometriya bir necha bo'limlarga, masalan, vizual, fotografik, fotoelektrik va radiometrik astrofotometriyaga bo'linadi. Hozirgi paytda astrofizik tekshirishlarda asosan yuqori aniqlikka ega fotoelektrik va radiometrik usullar qo'llaniladi. Bu usullarga o'tishdan oldin qisqacha vizual va fotografik usullarga to'xtalamiz.

5.3.2. Vizual astrofotometriya. Osmon yoritqichlari yorug'ligini ko'z yordamida solishtirish yo'li bilan o'lchashga asoslangan usul **vizual astrofotometriyaning** asosini tashkil etadi. Hozirgi zamonda bu usul kam qo'llaniladi, biroq, u fotometriyaning rivojlanishida juda katta rol o'ynagan. Bu usul soddaligi bilan boshqalardan farq qiladi va ayrim hollarda, masalan, o'zgaruvchan yulduzlarni tekshirishda yaxshi natijalar berishi mumkin.

Vizual fotometriyada nurlanish priyomnigi vazifasini kuzatuvchi astronomning ko'zi bajaradi va osmon yoritqichlarining yorug'ligi bir-biri bilan solishtiriladi va ularning yulduziy kattaliklari ayirmasi o'lchanadi. Bunda, yorug'ligi noma'lum yulduzning tasviri, boshqa yulduziy kattaligi ma'lum, yulduzniki yoki sun'iy yorug'lik manbainiki bilan solishtiriladi. Odam ko'zi yuqori darajada (1%) yorug'liklar farqini sezish qobiliyatiga ega. Agar ikkita osmon yoritqichining yorug'lik kuchi yoki intensivligi I_1 va I_2 , ulardan kelayotgan nurlanish oqimi F_1 va F_2 , ular hosil qilayotgan yoritilganlik E_1 va E_2 bo'lsa, bularning nisbati $I_1/I_2 = F_1/F_2 = E_1/E_2 = n$ bir-biriga teng va ularning yulduziy kattaliklari ayirmasi $m_2 - m_1 = 2.5 \lg(n)$ ga teng bo'ladi. Kuzatuvchi astronomning vazifasi n -ni topishdan iborat. Buning uchun ikkita yoritqichdan yorug'rog'ini nuri maxsus tayyorlangan xiralatgich orqali o'tkaziladi va u yordamida ikkinchikiga teng bo'lguncha xiralashtiriladi. Agar xiralatkichning xiralatish kuchi oldindan ma'lum bo'lsa, u holda, yuqoridagi munosabatdan yulduziy kattaliklar farqi hisoblanishi mumkin. Xiralatkich sifatida 1) fotometrik pona, 2) diametri o'zgartiriladigan diafragma, 3) ikkita polyaroiddan iborat asbob qo'llanilishi mumkin.

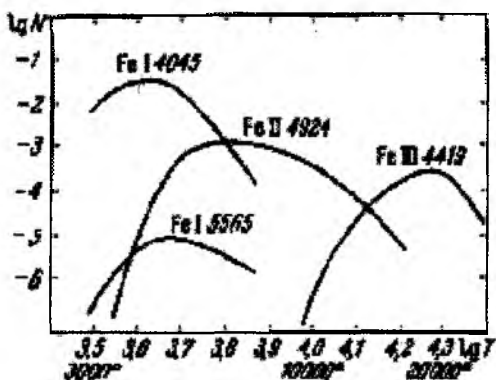
1). Fotometrik pona, bu ma'lum notiniqlikka ega shishadan pona shaklda yasalgan asbob bo'lib, uning xiralatish miqdori nur o'tayotgan qismi qalinligiga bog'liq bo'ladi. Xira yulduzning nuri (I_1) ponaning eng tiniq joyidan va yorug'rog'ini (I_2) ki esa, ponaning shunday joyidan o'tkaziladiki, undan o'tayogan nurlarning inten-

B5 va *A5* sinfga kiritilgan yulduzlar spektrida vodorod chiziqlarining intensivligi *A0* sinfga kiruvchilarnikidan biroz kuchsiz, chunki *B5* yulduzlarda temperatura 15000 *K*, bunday temperaturada vodorod atomlarining bir qismi ionlangan, demak vodorod atomi chiziqlarini hosil qilishda ishtirok etayotgan atomlar soni kamaygan va shuning uchun chiziqlarning intensivligi pasaygan.

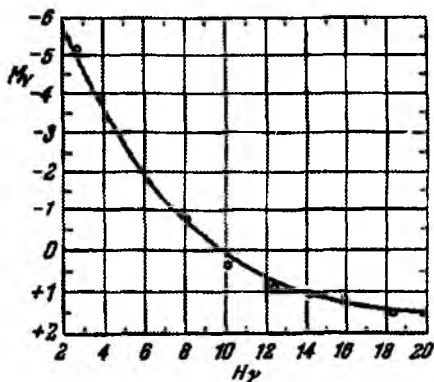
A5 spektral sinfga kiruvchi yulduzlarda temperatura 8500 *K*, ya'ni uyg'ongan (ikkinchi) holatga o'tgan atomlar soni maksimal darajaga yetmagan. *B0* sinfga kiradigan yulduzlarning spektrida vodorod atomi chiziqlari deyarli ko'rinmaydi, chunki bu yulduzlar atmosferasining temperaturasi 28000 va bunday temperaturada vodorod atomlari to'la ionlangan, ko'pchilik geliy atomlari uyg'ongan holatga o'tgan va bir qismi ionlangan. *B0* yulduzlarning spektrida geliy ionlari spektral chiziqlari ko'rinadi. *F0* sinfga kiradigan yulduzlar (7400 *K*) spektrida vodorod atomlari chiziqlari *A0* dagiga qaraganda ancha kuchsizlangan, metall ionlari (masalan, kalsiy ioni) chiziqlari esa yaqqol ko'rinadi. Bunday temperatura (7400 *K*) sharoitida vodorod atomlarining ko'pchiligi asosiy (birinchi) energetik holatda bo'ladi, shuning uchun uyg'ongan, ikkinchi, sathda atomlar soni kam va undan boshlanadigan o'tishlar bilan bog'liq chiziqlar kuchsiz. Ko'p-lab metallar esa yuqori darajada ionlangan va bu ionlarning chiziqlari ko'rinadi. *G* spektral sinfga kiradigan yulduzlar spektrida kalsiy ion chiziqlari *Ca II H* va *K* maksimal intensivlikka yetadi. Bu yulduzlar atmosferasida temperatura (6000 *K*) sharoiti kalsiy atomlarini to'la ionlantirish uchun yetarli bo'ladi. Har bir metall atomlari va ionlari ham ma'lum temperaturalarda maksimal darajada uyg'ongan holatlarga o'tgan bo'ladi va ularning chiziqlari shu temperatura sharoitida maksimal intensivlikka yetadi. Masalan, neytral temir atomining to'lqin uzunligi $\text{Fe I } \lambda 4045 \text{ \AA}$ bo'lgan chizig'ini hosil qilishda ishtirok etadigan atomlar soni $T=4000^\circ \text{K}$, yoki $\text{Fe I } \lambda 5565 \text{ \AA}$ chizig'ini – 4700°K , temir ionining $\text{Fe II } \lambda 4924 \text{ \AA}$ chizig'ini – 6300 *K*, ikki karra temir ioni $\text{Fe III } \lambda 4419 \text{ \AA}$ chizig'ini – 20000 *K* da maksimal qiymatga yetadi, demak, bu chiziqlarning intensivligi maksimumga yetadi (7.5-rasmga qarang).

7.2.6. Bir xil spektral sinfga va har xil yorqinlik sinflariga kiradigan yulduzlarni ajratish usuli va uning mohiyati. Yuqorida keltirilganlardan ko'rinib turiptiki, yulduzlarning spektral ketma-ketligini temperaturaga bog'liqligini atomlarning ionlanish nazariyasi sifatini

jihtadan yaxshi tushuntiradi. Vodorod atomi chiziqlari $A0$ ($\theta=0,5$) sinfga kiruvchi yulduzlarda, N III, O III ionlarning chiziqlari – $O8, O9$ ($\theta=0.15$), N II, O II larniki esa – $B1, B2, Mg II - B8, B9$ sinfga kiruvchi yulduzlarda maksimal intensivlikka ega bo'ladi. Bu nazariy hisoblashlarga mos keladi. Bir xil spektral, biroq har xil yorqinlik sinflariga (o'tagigant, gigant, bosh ketma-ketlik, karlik) mansub yulduzlar uchun nazariy hisoblash natijalari kuzatishdan olingan natijalarga mos kelmaydi. Masalan, past temperaturali $K8-9$ va $M1-2$ spektral sinfga kiruvchi gigant va o'tagigant yulduzlarda neytral kalsiy chizig'i $Ca I \lambda 4227 \text{ \AA}$ ni hosil qilishda ishtirok etadigan atomlar soni bosh ketma-ketlik va karlik yulduzlardagidan ko'p (demak, chiziqning intensivligi o'tagigantlarda kuchli) bo'lishi kerak. Aslida bu chiziq ($Ca I \lambda 4227 \text{ \AA}$) karliklarda o'tagigant va gigantlardagiga qaraganda ancha kuchli bo'lib chiqdi va uning intensivligi absolut kattalikni aniqlashda ishonchli ko'rsatkich sifatida qo'llaniladi. Yana bir misol, vodorodning yuqorida ko'rilgan H_γ va H_δ chiziqlarini hosil qilishda faol ishtirok etuvchi vodorod atomlari A sinfga kiruvchi karlik, bosh ketma-ketlik, gigant va o'tagigant yulduzlarda bir xil miqdorda bo'ladi. Bunga qaramasdan, bu chiziqlarning intensivligi (ekivalent kengligi) karlik (absolut kattaligi $M=+1.5$) yulduzlarda o'tagigantlarda ($M=-5$) kuzatiladigandan ancha (5 martadan ko'p) yuqori (7.6-rasmga qarang).



7.5-rasm. Temir atomlari va ionlarining nisbiy sonini temperaturani o'zgarishi natijasida o'zgarishi.



7.6-rasm. Vodorodning H_γ chizig'i ekvivalent kengligini (absissa o'qi bo'ylab angstremlarda) absolut yulduziy kattalik (ordinata o'qi) bo'yicha o'zgarishi.

Yulduz spektrida chiziqning intensivligi va kengligi yulduz atmosferasining ko'pgina faktorlariga (T – temperatura, ρ – zichlik, V_0 – issiqlik va turbulent harakatlar tezligi, P – gaz bosimi, yulduzni o'q atrofida aylanish tezligi, magnit maydoni kuchlanganligi) bog'liq va ular orasida atomlar soni asosiy faktor sanaladi. Yuqorida ko'rilgan kalsiy ioni $\text{Ca I } \lambda 4227 \text{ \AA}$ va vodorod H_γ , H_δ chiziqlarining yorqinlik (absolut kattalik bo'yicha) sinflari bo'yicha o'zgarishini zichlik tufayli kengayish deb qarash mumkin. Vodorod chiziqlari ionlarning (qisman elektronlarning) mikroskopik elektr maydonida chiziqiy Shtark effekti tufayli kengayadi. Elektron zichlik qancha katta bo'lsa, chiziq qanotlarida yutish koeffitsiyenti $\alpha_{\Delta\lambda} = \text{const} \cdot N_e (\Delta\lambda)^{-2.5}$ shuncha katta bo'ladi.

Yulduzlarning «spektr-yorqinlik» diagrammasi masofasi (uzoqligi) o'lgan yulduzlarga asosan tuzilgan. Bunday yulduzlar bizga yaqin yulduzlar bo'lib, ularning soni 7500 dan biroz ko'p. Masofasi ma'lum bo'lgan bu yulduzlarning absolut kattaligi M hisoblab topiladi va unga ko'ra uning yorqinligi (Quyosh birliklarida) topiladi. Absissa o'qi bo'ylab spektral sinflar, ordinata o'qi bo'ylab esa absolut kattaliklar (yoki yorqinliklar qo'yiladi). Bu masofasi aniqlangan yulduzlar uchun ularning ayrim spektral chiziqlari ($\text{Ca I } \lambda 4227 \text{ \AA}$ va vodorodning H_γ , H_δ) intensivligi bilan absolut kattaliklari orasidagi bog'lanishlar topilgan (masalan, 7.6-rasmda-

gi). Masofasini o'lchab bo'lmaydigan (yillik parallaxsi juda kichik bo'lgani uchun) yulduzning yuqorida ko'rilgan spektral chiziqlariga yuqorida chiqarilgan (7.6-rasm) empirik bog'lanishlarni qo'llash yo'li bilan yulduzning absolut kattaligini topish mumkin. Bunday usul bilan topilgan absolut kattalik asosida topilgan masofa $r = 10^{1-0,2(M-m)}$ ps, yulduzning spektral parallaxsi deb ataladi. Bu usulni spektrini olish mumkin bo'lgan ko'plab yulduzlarga qo'llash mumkin.

Savollar

1. Yulduz atmosferasi nima?
2. Yulduz atmosferasidan nuriy energiya qanday o'tadi?
3. Atmosferada nuriy muvozanat nima?
4. Yulduz atmosferasida tutash spektr qanday hosil bo'ladi?
5. Yulduz atmosferasida spektral chiziqlar qanday hosil bo'ladi?
6. Yulduz modeli nima va unda qanday ko'rsatkichlar keltiriladi?
7. O'sish egrisi nimani ifodalaydi?
8. Yulduzlarni spektral sinflashtirish asosida yulduzning qanday ko'rsatkichi yotadi?

Adabiyotlar

1. *Д.Я. Мартинов*, Курс практической астрофизики, Наука, М, 1977.
2. *Д.Я. Мартинов*, Курс общей астрофизики, Наука, М, 1987.
3. *В.В. Соболев*, Курс теоретической астрофизики, Наука, М. 1967.
4. *Дж.Л. Гринстейн*, ред. «Звёздные атмосферы», ИЛ, Москва, 1963.

MUNDARIJA

Kirish	3
--------------	---

I bob. Asosiy astrofizik tushunchalar

1. Fotometrik tushunchalar	10
1.1. Fizikada qo'llaniladigan fotometrik tushunchalar	10
1.2. Ko'rinma yulduziy kattalik. Pogson formulasi	13
1.3. Yulduziy kattaliklari shkalasining hisob boshi	14
1.4. Astronomik va fizik fotometrik birliklar orasidagi boglanishlar	15
1.5. Yorug'likning mexanik ekvivalenti	16
1.6. Sirt yorug'ligi (ravshanlik)	17
2. Astrofizikada keng qo'llaniladigan kvant fizikasi tushunchalari	20
2.1. Osmon yoritqichlarining elektromagnit nurlanishi	21
2.2. Nurlanish tarkibi (spektri) ni atom o'tishlar natijasida shakllanishi	24

II bob. Astrofizik tekshirish vositalari

2. Optik teleskoplarning asosiy ko'rsatkichlari	38
2.1. Astrofizik tekshirishlarning xususiyatlari	38
2.2. Teleskopning asosiy ko'rsatkichlari	39
2.3. Optik aberratsiyalar va ularning tasvirga ta'siri	50
2.4. Optik o'qdan chetda kuzatiladigan aberratsiyalar va ularni kamaytirish yo'llari	54
2.5. Optik teleskoplarning turlari	57
2.6. Radioteleskoplar va ularning asosiy ko'rsatkichlari	69
2.7. Kosmik astrofizik tekshirish asboblari	82
2.8. Neytrino astronomiyasi asoslari	92
2.9. Quyosh teleskoplari	95

III bob. Teleskopga o'rnatiladigan yordamchi asboblari

3.1. Teleskopda yig'ilgan nurga dastlabki ishlov berish	105
3.2. Spektrograflar va ularning asosiy ko'rsatkichlari	112
3.3. Kameralar	126

IV bob. Nurlanish priyomniklari

4.1. Nurlanish priyomniklarining asosiy ko'rsatkichlari	131
4.2. Fotografik plastinka (plyonka)	134

4.3. Tashqi fotoeffektga asoslangan nurlanish priyomniklar	141
4.4. Ichki fotoeffektga asoslangan priyomniklar	148
4.5. Issiqlik priyomniklari	155
4.6. Radionurlanish priyomniklari	157

V bob. Astrofizik tekshirish usullari

5.1. Astrofizik tekshirishdan maqsad va osmon yoritqichlarining ayrim xususiyatlari	161
5.2. Osmon yoritqichlari nurini Yer atmosferasida kuchsizlanishi	168
5.3. Astrofotometriya	176
5.4. Fotografik astrofotometriya	181
5.5. Elektrofotometriya	186
5.6. Quyosh va Oyning yorug'ligini o'lchash	197
5.7. Kolorimetriya	198
5.8. Astropolyarimetriya	206
5.9. Astrospektrofotometriya	210

VI bob. Yulduzlarning fizik ko'rsatkichlarini aniqlash usullari

6.1. Osmon yoritqichlarining uzoqligini aniqlash usullari	226
6.2. Yulduzlar temperaturasini aniqlash usullari	230
6.3. Yulduzlarning radiusini aniqlash usullari	237
6.4. Yulduzlarning nuriy va fazoviy tezliklarini aniqlash	243
6.5. Yulduzlar massasini aniqlash	249

VII bob. Yulduzlar nurlanishini hosil bo'lish nazariyasi elementlari

7.1. Yulduzlar fotosferasi va tutash spektrni hosil bo'lishi	253
7.2. Yulduzlar atmosferasi nazariyasi asoslari. Chiziqiy spektrni hosil bo'lishi.	265

Adabiyotlar	281
--------------------------	------------

I. Sattorov

ASTROFIZIKA

I QISM

Darslik

Muharrir *O.Xudoyberdiyev*

Texnik muharrir *M.Alimov*

Kompyuterda sahifalovchi *A.Ro'ziyev*

Bosishga ruxsat etildi 04.08.2009. Qog'oz bichimi 60x84¹/₁₆.
Hisob-nashr tabog'i 17,75. Adadi 500.
Buyurtma № 25

«Ta'lim nashriyoti» MChJ.
100060, Toshkent, Ya.G'ulomov ko'chasi, 74-uy

«IQTISOD-MOLIYA» nashriyotida tayyorlandi.
100084, Toshkent, H.Asomov ko'chasi, 7-uy.
Hisob-shartnoma № 41-2009.

«HUMOYUNBEK - ISTIQLOL MO'JIZASI» bosmaxonasi
100000, Toshkent, Qori-Niyoziy ko'chasi, 39-uy.



ISBN 978-9943-13-113-2



9 789943 131132